

X 線天文衛星すざく、および *XMM-Newton* による
M82 銀河から 11.6 kpc 離れた高温プラズマの X 線放射の研究

小澤 碧

京都大学大学院 理学研究科 物理学第二教室 宇宙線研究室

2007 年 1 月 31 日

概要

爆発的な星生成活動を行うスターバースト銀河 M82 の銀河面から 11.6 kpc 離れたところに位置する”Cap”と呼ばれる領域には 3.7 kpc×0.9 kpc の広がった X 線放射があることが過去の X 線観測により知られている。今回、この”Cap”領域を X 線衛星「すざく」、「XMM-Newton」を用いて観測した。すざくに搭載された X 線 CCD 検出器 XIS と XMM-Newton に搭載された X 線 CCD 検出器 EPIC は良いエネルギー分解能、大きな有効面積を併せ持っており、われわれは O VII, O VIII, Ne X, Mg XI, Mg XII, Si XIII の K 殻輝線と Fe の L 殻輝線の検出に成功した。観測された X 線スペクトルは熱的平衡状態にある高温プラズマが 2 つの温度状態で存在するとして説明できた。この結果から O, Ne, Mg, Si, Fe の重元素アバUNDANS の決定に成功した。これらの重元素のアバUNDANS 比は、II 型超新星爆発で作られる元素のモデルや、宇宙初期における II 型超新星が卓越していた頃の元素比を留めていると考えられる絶対的な重元素量が小さい metal-poor な星の観測結果と非常によく一致する。この結果は Cap 中の高温プラズマの起源が M82 内部のスターバースト活動の結果起こった II 型超新星爆発であることを支持する。

また、観測で得られた結果から Cap 内部の X 線を放射するプラズマの質量は太陽の約 200 万倍あり、内部に含まれる熱エネルギーの総和は超新星爆発数千発分に及ぶことが分かった。Cap 内部のプラズマが強い衝撃波によって現在の位置まで伝播したとするとおよそ 1600 万年前に M82 銀河から噴出したと概算できた。これは典型的なスターバーストのタイムスケールと一致しており、M82 銀河が数千年万年から 1 億年前に近傍の渦巻銀河 M81 と重力的な相互作用を起こしてスターバースト活動を起こすことになったタイムスケールとも矛盾しない。

議論ではダストから重元素が溶け出す現象 (Dust Sputtering) がわれわれの測定した Cap 内部の重元素アバUNDANS に与える影響を考察した。また、スペクトルからは C VI の n=4 から n=1 に相当するエネルギーの 0.459 keV のラインが辛うじて検出されたが、これは Cap 内での電荷交換の可能性を示唆している。この電荷交換がわれわれの観測結果に及ぼす影響についても議論した。

目次

第 1 章	スターバースト銀河 M82 概観	1
1.1	スターバースト銀河を観測する意義	1
1.2	スターバースト銀河 M82	1
1.3	M82 銀河中心領域の過去の観測	3
1.4	M82 銀河から 11' (11.6 kpc) 離れた領域の過去の観測	4
第 2 章	X 線天文衛星	7
2.1	X 線科学衛星と X 線 CCD 検出器概観	7
2.2	X 線天文衛星すざく	11
2.3	X 線天文衛星 <i>XMM-Newton</i>	23
第 3 章	すざく衛星搭載 XIS のエネルギーゲイン確認	33
3.1	すざく XIS の 1-2 keV 付近のエネルギーゲイン確認の意義	33
3.2	M82 銀河を用いたエネルギーゲインの確認	34
3.3	NGC4636 銀河を用いたエネルギーゲインの較正	36
3.4	NGC5044 銀河を用いたエネルギーゲインの較正	37
3.5	XIS の 1-2 keV 付近エネルギーゲインの現状のまとめ	39
第 4 章	M82 銀河 Cap 領域の解析およびその結果	47
4.1	M82 観測データの処理	47
4.2	イメージ解析	48
4.3	<i>XMM-Newton</i> 搭載 X 線 CCD 検出器 EPIC による Cap のスペクトル解析	49
4.4	<i>XMM-Newton</i> EPIC データによる点源 C のスペクトル解析	50
4.5	すざく XIS データの解析手順	53
4.6	すざく XIS と <i>XMM-Newton</i> EPIC を合わせたスペクトル解析結果	54
4.7	得られた結果の不定性	57
第 5 章	議論	61
5.1	重元素アバundance比	61
5.2	Cap 内部の物理的パラメータの概算	64
5.3	Cap 内に含まれるダストの影響の考察	66
5.4	電荷交換反応による輝線放射	68

目次

1.1	左：M82 銀河と M81 銀河の位置関係。上方が M82、下方が M81 である。右：M82 銀河の合成画像。青は可視光、赤は $H\alpha$ 線。	2
1.2	様々な波長で観測した M82 銀河の多色合成画像。図 1.1 とは傾き角度が異なることに注意。	2
1.3	X 線と $H\alpha$ 線でみた M82 銀河。コントラストは <i>ROSAT</i> で観測された X 線。グレースケールは $H\alpha$ 線。	3
2.1	大気による電磁波の吸収。右縦軸は強度が $1/e$ になる高度を示す。	7
2.2	南大西洋上空の地磁気異常地帯 (SAA)。光度 500 km での 50 MeV 以上の陽子の分布を表す。	8
2.3	電荷転送非効率	9
2.4	表面照射型 X 線 CCD による X 線の検出原理	10
2.5	すざくの軌道	11
2.6	すざく 衛星外観 (左) および内部構造 (右)	12
2.7	XRT 外観	13
2.8	Wolter I 型 X 線反射鏡	13
2.9	X 線望遠鏡有効面積	14
2.10	正規の斜入射光路 (左)。非正規の入射光路 (中、右)	14
2.11	プレコリメータによって非正規の入射を低減できる (左)。プレコリメータ外観 (右)。	15
2.12	Crab 20' off-axis の迷光イメージ (左)。シミュレーションによる迷光イメージ (プレコリメータあり:中、プレコリメータなし:右)	15
2.13	点源 (MCG 6-30-15) のイメージ (左) と PSF(右)	16
2.14	Crab の観測のビグネットティング曲線。エネルギーは 3-6 keV と 8-10 keV を表示してある。	16
2.15	XIS 検出器の外観 (左)。XIS の CCD 部分外観 (右)。	17
2.16	XIS の読みだしシステム。	17
2.17	XIS の有効面積	18
2.18	Fe の較正線源の Mn K 輝線エネルギー中心の時間変化 (左) とエネルギー分解能の時間変化 (右)	18
2.19	XIS のエディットモード	19
2.20	XIS の検出器バックグラウンド。夜地球の ~ 800 ksec の観測データ。XIS1 で高エネルギー側で増えるのは裏面照射型 CCD は空乏層が薄く不感層が無いために CCD 内での電荷の広がりが小さくなり、荷電粒子バックグラウンドを信号とみなしてしまうことによる。	20
2.21	XIS のパルスハイトとエネルギー関係。裏面照射型 CCD(XIS1) を 1 次曲線で合わせたもの (上) とこの残差が示されている。	21
2.22	視野中心の吸収体の時間変化 (左) と吸収体の場所依存性 (右)	21
2.23	HXD 外観	22
2.24	HXD 概略図	22

2.25	<i>XMM-Newton</i> の概略図。左下の望遠鏡のうち2つは RGS のためにある。右に見えるのは焦点面に置かれた X 線検出器。緑はラジエータを備えた EPIC-MOS。紫は pn のラジエータ。水色は RGS のラジエータ。	24
2.26	<i>XMM-Newton</i> の軌道	24
2.27	EPIC-pn 検出器に入射する X 線の光路。スケールはこの通りではない。	25
2.28	EPIC-MOS 検出器に入射する X 線の光路。スケールはこの通りではない。	26
2.29	方位角方向に平均した X 線望遠鏡の PSF の形状	26
2.30	<i>XMM-Newton</i> 望遠鏡の有効面積 (検出器を含む)	27
2.31	横軸を off-axis 角 (視野中心からの角度) にとったビグネッティング関数。0'-15' のシミュレーション。エネルギーはいくつかを選んである。	28
2.32	2 種類の EPIC の CCD カメラの配置図。MOS(左)、pn(右)。斜線は 30' 直径の円である。	28
2.33	MOS1 と MOS2 の量子効率。実線は MOS1, 点線は MOS2。	29
2.34	pn の量子効率	29
2.35	MOS1 のバックグラウンドスペクトル。1.5 keV, 1.7 keV の構造は Al-K, Si-K の蛍光輝線。0.5 keV 以下での増加は検出器ノイズによる。	30
2.36	pn のバックグラウンドスペクトル。(上: single event, 下: double event) 1.5 keV は Al-K、5.5 keV は Cr-K、8 keV 付近は Ni-K、Cu-K、Zn-K、17.5keV は Mo-K による輝線である。	31
2.37	回折格子の概略図	32
2.38	9 個の MOS 構造の CCD を並べた RGS の X 線検出器部分 RFC チップの概略図。CCD の半面は露光領域、もう半面は蓄積領域である。回折角は左右の z 軸に対応しており、高エネルギー X 線 (波長が短い X 線) ほど z の大きい方向に散乱される。	32
3.1	M82 中心領域 RGS のスペクトル	35
3.2	M82 中心領域 XIS0 のスペクトル	35
3.3	M82 中心領域 XIS のスペクトルフィット	36
3.4	M82 エネルギー中心, XIS と RGS の比較	37
3.5	M82 エネルギー分解能のフィット結果。横軸は XIS のセンサー。縦軸はエネルギー分解能。黒は M82 のデータをフィットして得られた観測結果。赤は現行の応答関数で取り込まれている 2005 年 10 月時点でのエネルギー分解能。	38
3.6	RGS1 と RGS2 を足し合わせた NGC 4636 のスペクトル (黒)。赤はベストフィットモデル。下段はこの残差。	39
3.7	NGC4636 中心領域 XIS0 のスペクトル	40
3.8	NGC4636 中心領域のスペクトルフィット	41
3.9	NGC4636 輝線中心エネルギーの比較	41
3.10	NGC5044RGS のスペクトル	42
3.11	NGC5044RGS のスペクトルフィット。図 3.10 の拡大図である。縦軸の単位は $10^{-3} Counts s^{-1} cm^{-2}$ 、横軸は	42
3.12	NGC5044 中心領域 XIS0 のスペクトル	43
3.13	NGC5044 中心領域のスペクトルフィット	44
3.14	NGC5044 輝線中心エネルギーの比較	45

4.1	すざくXIS1 (BI) による M82 のX線イメージ (0.3-2 keV)。最もX線が強い(黒い)ところがほぼ M82 銀河中心に相当する。銀河面から 11'(11.6 kpc) 離れた位置 (Cap 領域) から広がったX線放射が見られる。	49
4.2	XMM-NewtonEPIC による M82 のX線イメージ (0.3-2 keV)。MOS1 と MOS2 のたしあげ。	50
4.3	点源 C のスペクトル。黒は EPIC-pn、赤は MOS1 と MOS2 をたしあげたものを 1 台分になおした。	51
4.4	単純に Cap からバックグラウンド領域を引いた EPIC のスペクトル。ベストフィットの 2νMEKAL モデルも示してある。黒い四角は EPIC-pn、白い丸は MOS1 と MOS2 をたしあげたものを 1 台分に直した。	51
4.5	単純に Cap からバックグラウンドを引いた XIS のスペクトル。熱的プラズマ温度の結果。0.57 keV 付近に残差が見られる。黒い四角は BI (XIS1)、白い丸は FI (XIS0,2,3) をたしあげたものを 1 台分に直した。	52
4.6	単純に Cap からバックグラウンドを引いた XIS のスペクトル。ベストフィットのプラズマ二温度 (2νMEKAL) モデルも示してある。黒い四角は BI (XIS1)、白い丸は FI (XIS0,2,3) をたしあげたものを 1 台分に直した。	52
4.7	'BGD-NTE' の XIS スペクトル。ベストフィットの 2νMEKAL モデルも示してある。黒い四角は BI (XIS1)、白い丸は FI (XIS0,2,3) をたしあげたものを 1 台分に直した。	56
4.8	'CAP-NTE' の XIS スペクトル。ベストフィットの 2νMEKAL モデルも示してある。黒い四角は BI (XIS1)、白い丸は FI (XIS0,2,3) をたしあげたものを 1 台分に直した。	57
4.9	スペクトルフィットの結果得られた、原子番号に対する金属アバundance量。	59
4.10	電離非平衡でのフィット結果。	59
5.1	重元素組成比。横軸は原子番号、縦軸は太陽組成を 1 としたときの Fe に対する各元素の重元素組成比。観測結果 (2νMEKAL) とともに、Metal-poor な星の観測結果、Ia 型、II 型超新星モデルから合成されると予想される重元素比を示す。	62
5.2	Fe に対する O, Ne, Mg, Si の重元素アバundanceの confidence contour (2νMEKAL のフィット結果)。コントアには 68%, 90% and 99% の信頼曲線を描いている。	63
5.3	C VI の輝線の confidence contour。横軸は図 4.6 に一つのガウシアンを加えた際のライン中心。縦軸はガウシアン吸収を受けていないフラックス ($\text{ph cm}^2 \text{s}^{-1}$)。コントアは信頼度が 68%, 90%, 99% のものを示してある。	68

表目次

1.1	この論文で適用した太陽重元素アバダンス	5
2.1	すざくとあすかの XRT 性能の比較	16
2.2	<i>XMM-Newton</i> 衛星搭載検出器の特性	23
4.1	すざくと <i>XMM-Newton</i> の M82 の観測詳細	47
4.2	単純にバックグラウンドを引いた方法 1 のフィット結果。vMEKAL モデルのノーマリゼーションは $(10^{-14}/4\pi D^2) \int n_H n_e dV \text{ cm}^{-5}$ を単位とする。ここで V は体積、 D は距離。重元素アバダンスは太陽組成単位。吸収柱密度 N_H の単位は 10^{20} cm^{-2} 。ガウシアン of ノーマリゼーションの単位は吸収を受けていないフラックスで $10^{-6} \text{ ph cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ である。	54
4.3	CAP-NTE と BGD-NTE の同時フィッティングの結果 (方法その 2)。バックグラウンド領域の、Cap 領域に対する面積比は 4.34 である。vMEKAL モデルのノーマリゼーションは $(10^{-14}/4\pi D^2) \int n_H n_e dV \text{ cm}^{-5}$ である。ここで V は体積、 D は距離。重元素アバダンスは太陽組成単位。吸収柱密度 N_H の単位は 10^{20} cm^{-2} 。ガウシアン of ノーマリゼーションの単位は吸収を受けていないフラックスで $10^{-6} \text{ ph cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ である	55

第1章

スターバースト銀河 M82 概観

1.1 スターバースト銀河を観測する意義

宇宙創成後しばらくの間、宇宙を構成する元素はほとんどが水素とヘリウムであった。しかし現在では多くの重元素が銀河団X線プラズマに代表される銀河間物質中に存在する。この銀河団プラズマ中に含まれる重元素の質量は、驚くことに現在銀河の内部に含まれる質量とほぼ同程度である。この事実は銀河の内部の星が作り出した重元素の約半分がなんらかの過程を通じて銀河間空間へと放出されたことを物語っている。そしてこの放出過程の最有力候補であるのが「スターバースト銀河」である。スターバースト^{*1} 銀河は爆発的な星生成活動を行っている銀河の総称であり、現在比較的穏やかな星生成活動を行っているわれわれの天の川銀河よりも単位体積あたり10倍以上の星生成率を有する。スターバースト銀河はその活発な星生成活動の帰結として、多くの超新星爆発^{*2} が集中して起こり、その結果超新星の残骸を含む銀河の内部の物質を銀河の外に噴出すると考えられる。これが銀河風（スーパーウィンド）として観測される。スターバースト活動は重い星が最後に迎える超新星爆発の結果生じる大量の熱的、運動エネルギーや重元素を、銀河風を通じて注入する。重元素量を多く含んだ放出物は銀河と銀河の間に存在する銀河間物質と混じり、現在 warm-hot intergalactic medium (WHIM) や intra-cluster medium (ICM) となった。このように、スターバースト活動は宇宙における重元素合成と拡散、そして銀河の進化を紐解く鍵を握っていると言える。我々は宇宙初期に起こっているスターバースト活動を直接観測することは出来ないが、そのかわりに近傍のスターバースト活動中の銀河の高温プラズマを観測することによって、遠方の銀河で起こっている基本的な過程を明らかにすることが出来る。

1.2 スターバースト銀河 M82

スターバースト銀河の観測をするにはなるべく近い銀河のほうが良い。そこで我々は近傍で最もX線で明るいスターバースト銀河の中の1つであるM82に注目した。M82はわれわれの銀河からおよそ3.6 Mpc^{*3}の距離にあり、われわれの銀河の約数10倍の速度で星生成を起こしている。スターバースト活動は数千万年前から1億年前にM82と、近傍にある渦巻銀河M81が近くをかすめて重力的な相互作用を起こした結果として誘起されたと考えられている。図1.1は可視光で見た現在のM82とM81の様子である。下方に見えるのが渦巻銀

^{*1} スターバースト活動では星が一挙に大量に作られ、その数は太陽よりも数10倍重い星だけでもおよそ1万~10万個に及ぶ。スターバースト活動は殆どの場合銀河中心核の近くで起こる。銀河円盤における活発な星生成領域に比べて更に100倍以上の規模で重い星を生成する。

^{*2} 主にIa型超新星爆発とII型超新星爆発に大別される。Ia型は白色矮星の連星系で、パートナーの星から白色矮星表面にガスが流れ込んできた結果、白色矮星の中心部で炭素が爆発的に燃焼したものである。II型では約 $8 M_{\odot}$ 以上の主系列星が核融合を起こして結合エネルギーが最大のFe元素を合成したあと、Feの核が収縮して吸熱反応の光分解を起こす。この結果中心部の圧力が急激に下がって重力崩壊を始める。中心部の重力崩壊が中性子の縮退圧で止まると外側から落下した物質が中性子の芯に跳ね返されこの衝撃波によって星全体が吹き飛んだものがII型超新星爆発である。

^{*3} $1 \text{ pc} = 3.09 \times 10^{18} \text{ cm} = 3.26 \text{ 光年}$

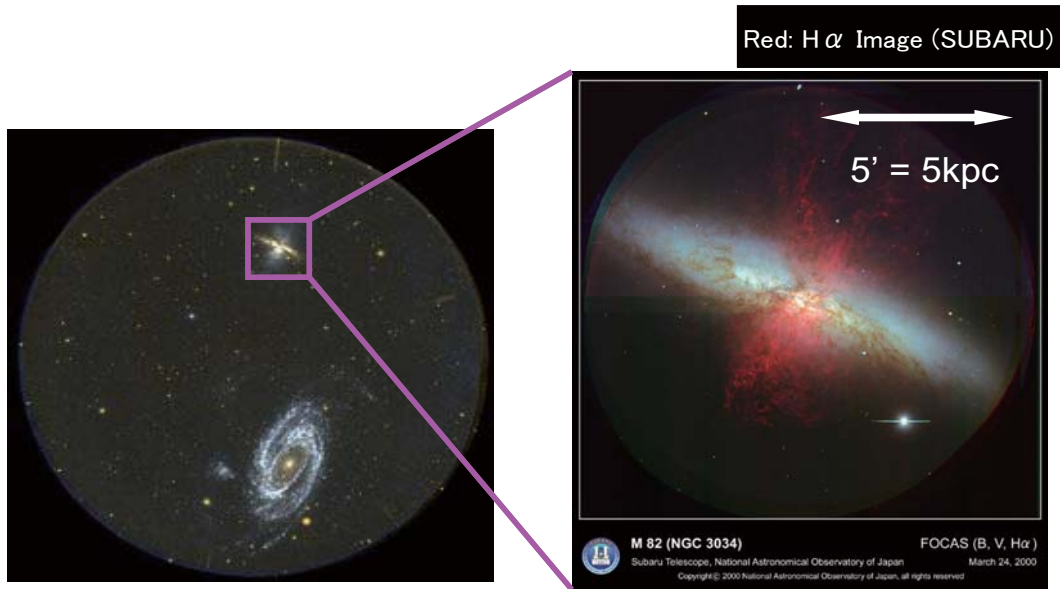


図 1.1 左 : M82 銀河と M81 銀河の位置関係。上方が M82、下方が M81 である。右 : M82 銀河の合成画像。青は可視光、赤は H α 線。

黄緑→可視光(ハッブル)
 オレンジ→H α (ハッブル)
 赤→赤外線(スピッツアー)
 青→X線(チャンドラ)

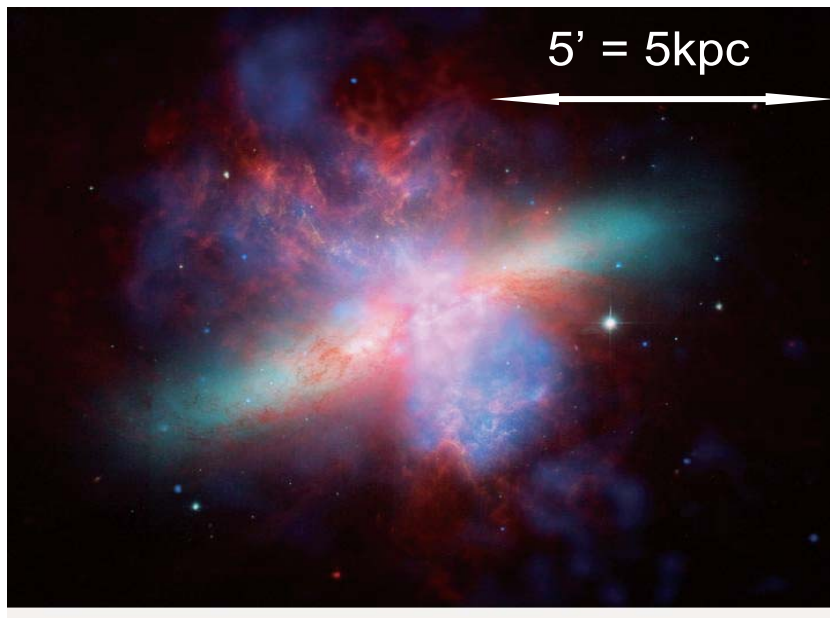


図 1.2 様々な波長で観測した M82 銀河の多色合成画像。図 1.1 とは傾き角度が異なることに注意。

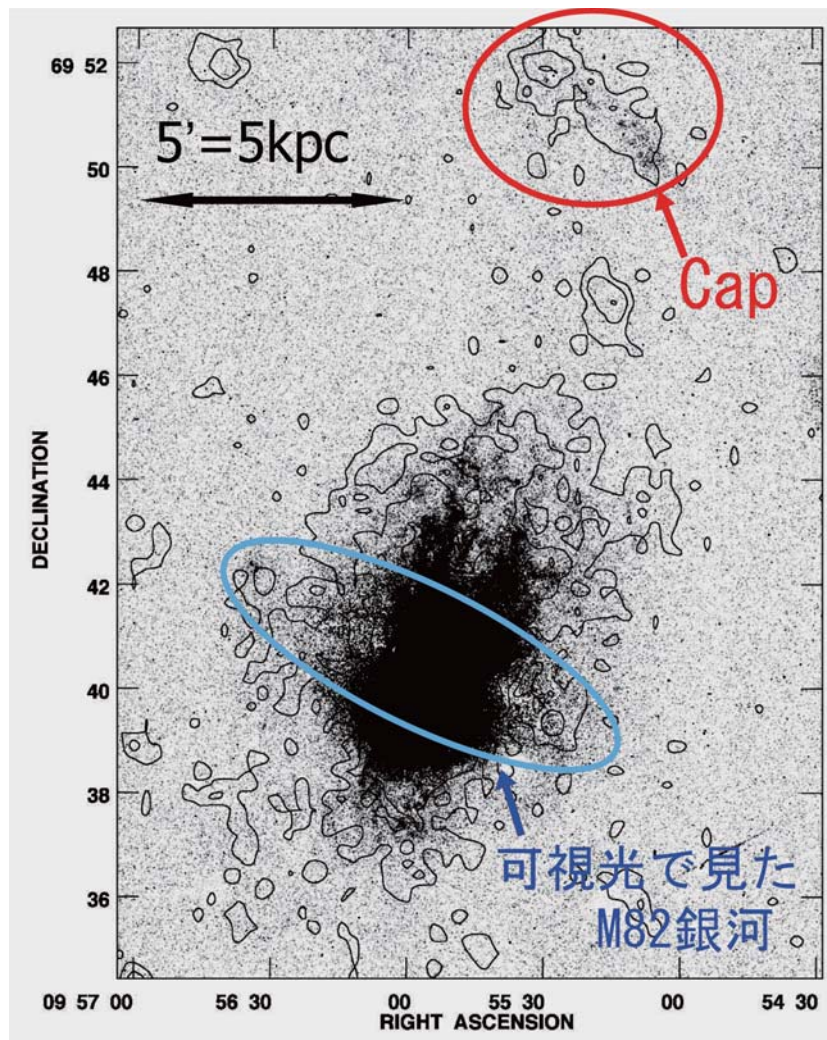


図 1.3 X線と $H\alpha$ 線で見た M82 銀河。コントアは ROSAT で観測された X 線。グレースケールは $H\alpha$ 線。

河 M81 であり、上方に M82 が見える。M82 は銀河面をほぼ横から見ている。M82 は $10^7 - 10^8$ 年にわたって連続的に超新星爆発を起こしたと考えられており、この結果、中心から高温プラズマを含むガスやダストを銀河風（スーパーウィンド）として放出している（[Lehnert, Heckman, Weaver (1999)], [Hoopes et al. (2005)]）。これが図 1.1 の右に見られるように $H\alpha$ 線^{*4} で捉えられている。

1.3 M82 銀河中心領域の過去の観測

M82 は典型的なスターバースト銀河であり、近傍で最も明るい銀河の一つであるため、ほぼ全ての電磁波の波長での観測が行われている。これは電波のような低周波数から TeV 線のような高周波数に及ぶ。X 線観測についても、実質全ての X 線天文衛星が M82 を観測している。M82 銀河中心付近には超高光度 X 線源である点源 M82 X-1 があり、3 keV 以上の X 線放射の大半はこの点源の寄与である（[Matsumoto, Tsuru (1999)], [Ptak, Griffiths (1999)], [Matsumoto et al. (2001)], [Kaaret et al. (2001)]）。

M82 銀河中心部の熱的に平衡なプラズマの性質は、あすか、BeppoSAX, Chandra, そして XMM-Newton

*4 電離した水素が再結合した際に発せられる。エネルギー準位 $n=3$ から $n=2$ への遷移であり、 $\lambda = 6658$ の赤色可視光である。

に搭載された検出器を用いて調べられてきた。([Matsumoto, Tsuru (1999)], [Ptak, Griffiths (1999)], [Matsumoto et al. (2001)], [Kaaret et al. (2001)]) *XMM-Newton* に搭載された RGS X線分光検出器を用いた研究は Read らや Origlia らによって行われた ([Read, Stevens (2002)], [Origlia et al. (2004)]). X線スペクトルは複数 ($k_B T = 0.3 - 1.5$ keV) の熱的な成分の和としてよく表され、吸収は M82 に存在する冷たい物質によるものと考えられる。アバundランスの絶対量は あすか、*XMM-Newton* の RGS, EPIC 検出器を用いた結果によって数倍から数10倍程度異なった値が報告されている ([Tsuru et al. (1997)], [Read, Stevens (2002)], [Stevens, Read, Bravo-Guerrero (2003)], [Origlia et al. (2004)]).

酸素、鉄のアバundランスは珪素や硫黄よりも数倍少ないという結果は、あすか、*XMM-Newton* で共通している。Ia型、II型超新星爆発の重ねあわせではこのアバundランスを説明することは出来ない。このように、M82 自体のアバundランスはまだ決着がついていない。

1.4 M82 銀河から 11' (11.6 kpc) 離れた領域の過去の観測

図 1.2 の *Chandra* X線衛星 (青色) の結果からも分かるように、M82 銀河の外にも X線の広がった放射が見られる。放射は中心核からハローの方向へ、主に M82 を楕円と見たときの短軸の方向に広がっている。この X線放射はさまざまな温度の熱的平衡状態にあるプラズマの和として説明できる。([Watson, Stanger, Griffiths (1984)], [Fabbiano (1988)], [Strickland, Ponman, Stevens (1997)])

X線衛星 *ROSAT* を用いた観測からは M82 銀河本体から 11' (これは 3.6 Mpc 離れた位置では 11.6 kpc の距離に相当する) 離れた位置から $3.7(\text{kpc}) \times 0.9(\text{kpc})$ の大きさを持つ広がった X線放射が発見され、同じ場所から $H\alpha$ 線の放射も検出された (図 1.3) ([Devine, Bally (1999)], [Lehnert, Heckman, Weaver (1999)]). この領域はその形状がまるで帽子のようであったことから "Cap" と名づけられた。この X線放射は Stevens らにより 2003 年、*XMM-Newton* を用いて確認された ([Stevens, Read, Bravo-Guerrero (2003)]). Lehnert らは X線放射の原因は、M82 から吹き出した銀河風と光電離した M82 のハローとの相互作用による衝撃波加熱によるものだろうと説明した ([Lehnert, Heckman, Weaver (1999)]). 一方 Hoopes らは 2005 年、Cap 領域から GALEX 衛星により紫外線放射を検出し、Cap 中のダストが M82 内部のスターバースト領域で O型星や B型星から放射された紫外線を反射しているのだと提案した ([Hoopes et al. (2005)]).

ROSAT や *XMM-Newton* で得られた Cap 領域の X線スペクトルは 0.80 ± 0.17 keV, $0.65^{+0.04}_{-0.03}$ keV ([Lehnert, Heckman, Weaver (1999)], [Stevens, Read, Bravo-Guerrero (2003)]) で表される。重元素アバundランスはこの Cap 領域に含まれる高温プラズマの起源を探る上で鍵となる要素であるが、スペクトルの分解能及び統計的な制限により、現在まで重元素アバundランスを求めることに成功した例はない。

従って、今回我々は Cap 領域をすざくの X線 CCD 検出器 XIS を用いて長時間 (109 ks) 観測した。XIS は良いエネルギー分解能を持っており、特に 0.3 keV から 1.0 keV の低エネルギー帯では世界最高性能を誇る。そして検出器バックグラウンドも低い。これらの特性により我々は過去最高精度の Cap 領域のスペクトルを得ることが出来、高温プラズマの現象を解明し、重元素量を調べることが出来た。更に *XMM-Newton* でも過去に同じ場所の観測があったので、加えて *XMM-Newton* のアーカイブデータの解析も行った。

この論文では以下、Freedman et al に従って M82 までの距離として $D = 3.63$ Mpc を適用する ([Freedman et al. (1990)]). この論文で太陽の重元素アバundランス^{*5}として適用したのは表 1.1 である ([Anders, Grevesse (1989)]).

*5 太陽において、水素原子が 1 つ存在する時に他の重元素がいくつ存在するか。

表 1.1 この論文で適用した太陽重元素アバundance

atom	number	atom	number	atom	number
He	0.0977	C	3.63×10^{-4}	N	1.12×10^{-4}
O	8.51×10^{-4}	Ne	1.23×10^{-4}	Mg	3.80×10^{-5}
Si	3.55×10^{-5}	S	1.62×10^{-5}	Ar	3.63×10^{-6}
Ca	2.99×10^{-6}	Fe	4.68×10^{-5}	Ni	1.78×10^{-6}

第2章

X線天文衛星

2.1 X線科学衛星とX線 CCD 検出器概観

2.1.1 宇宙X線観測

図 2.1 に様々な波長の電磁波の大気吸収の影響を示した。大気に吸収され地上には到達しない波長の電磁波は大気の外から観測するしかなく、X線も例外ではない。

2.1.2 軌道の選択

天文衛星は地球周回軌道をとる。軌道の選択は、バックグラウンド強度、軌道寿命、観測の時間効率、連続して観測できる時間、地上受信局の通信時間、などを考慮しておこなわれる。宇宙線が大気と相互作用をして

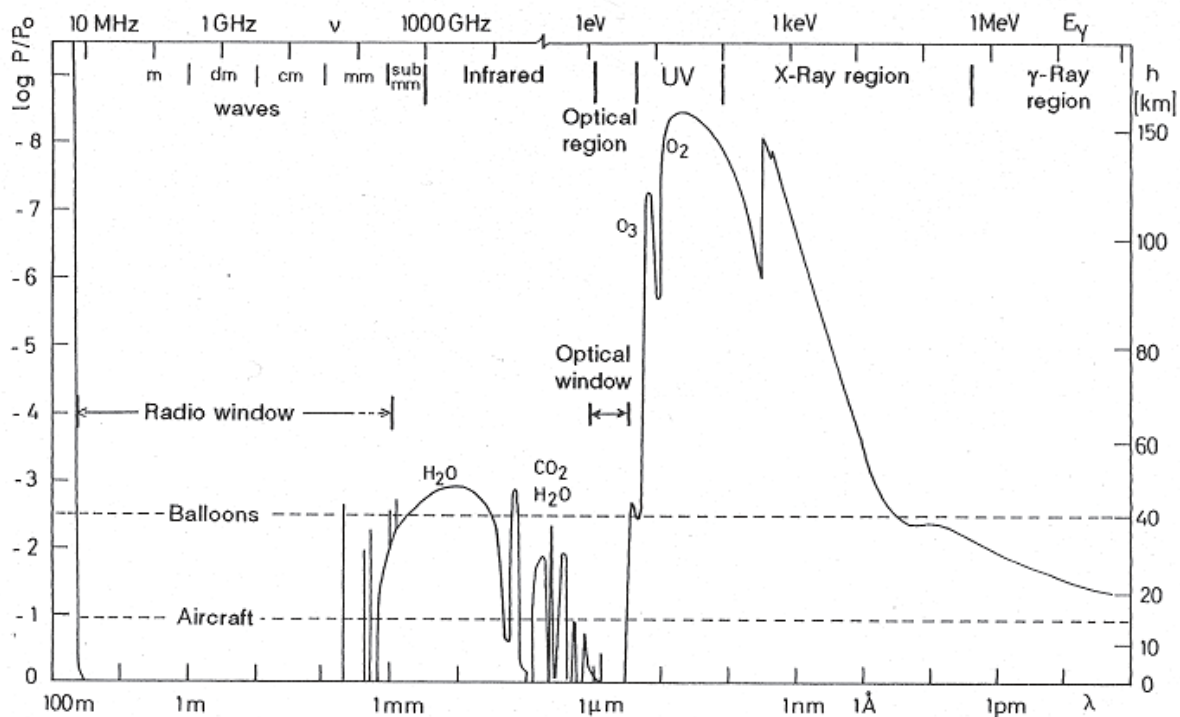


図 2.1 大気による電磁波の吸収。右縦軸は強度が $1/e$ になる高度を示す。

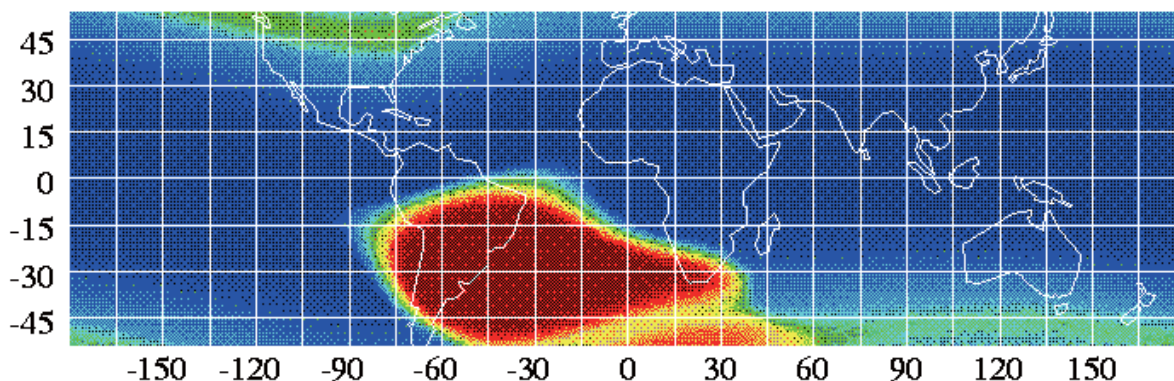


図 2.2 南大西洋上空の地磁気異常地帯 (SAA)。光度 500 km での 50MeV 以上の陽子の分布を表す。

つくる X 線は高度が高いほど小さくなるが、一方放射線帯粒子は高度とともに増加する。これは低軌道では地球磁場により高エネルギー粒子が入ってくる数が小さくなるからである。高緯度地域では宇宙線強度は強くなり、放射線帯粒子も増加する。したがってバックグラウンドの観点からは 500 km 程度の高度の軌道がもっともよい。すざくが高度 550 km の軌道をとったのもこのためである。但しこのような低高度では残留大気との衝突で高度が徐々に下がるので軌道寿命は短く、5 年程度である。低高度の円軌道の欠点は連続して観測できる時間が 60 分程度で、長時間連続観測が出来ないことである。また図 2.2 に示された南大西洋状の地磁気異常地帯 (South Atlantic Anomaly : SAA) では放射線帯が 300 km の低高度まで下がっており、ここを通過する時も観測を中断しなければならない。

バックグラウンドは立体角に比例するので、検出器の角分解能が 1 分角以下になると、点源に対しては殆ど問題にならなくなる。大型の X 線天文衛星 *XMM-Newton*, 及び *Chandra* はそれぞれ近地点高度 7000 km と 1 万 km, 遠地点高度 11 万 4000 km と 14 万 km の長楕円軌道に打ち上げられた。いずれも長時間連続観測が目的であるが、*XMM-Newton* の場合には CCD(電荷結合素子) を放射冷却のみで -80 度 ~ -90 度に冷やすこともこの軌道が選ばれた理由である。軌道周期はいずれも 48 時間である。

2.1.3 X 線 CCD 検出器

CCD(charge coupled device : 電荷結合素子) は $20\mu\text{m}$ 平方程度のピクセルと呼ばれるフォトダイオードを 1000×1000 個ほど平面に並べたもので入射光による各ピクセルの光電子を電荷転送によって直列に読み出す撮像素子である CCD は高感度、高エネルギー分解能 (5.9 keV で 120 eV 程度)、高位置分解能、小型、低電力の光学撮像素子として、天文学をはじめとしてさまざまな観測分野で画期的な進展をもたらした。光学素子であるフォトダイオードが $20\mu\text{m}$ 程度と小さいこと (低容量) と、電荷転送という高効率の読み出し技術、低雑音が高感度の理由である。

X 線 CCD は X 線のエネルギーと空間分布が同時に観測できる理想的な分光撮像素子である。欠点としては高速計数が困難なことが挙げられる。X 線 CCD に要求されることは、欠陥ピクセルがないこと、低雑音、厚い空乏層^{*1}、高い電荷転送効率^{*2} である。エネルギー分解能を決める要素は電離電子数のゆらぎ、熱雑音、前置

*1 CCD 内部の有感領域

*2 電荷転送効率 (Charge Transfer Efficiency : CTE)。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るピクセルに電荷を転送する。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。電荷転送効率は $\text{CTI} = 1 - \text{CTE}$ で定められる。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 (図 2.3)。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

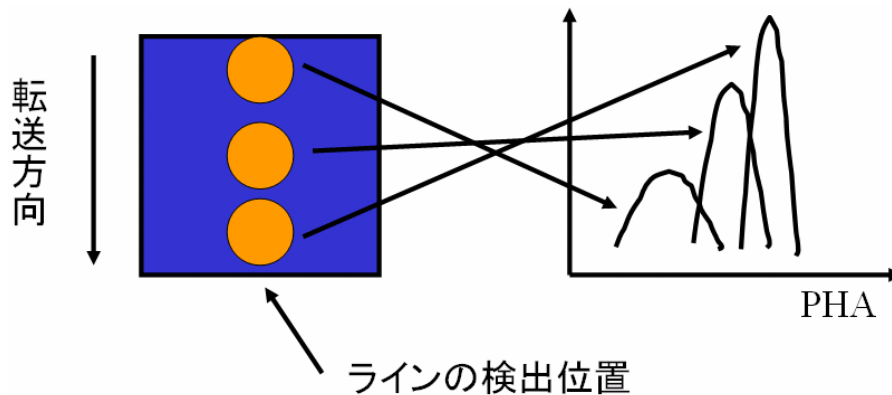


図 2.3 電荷転送非効率

増幅器の雑音である。エネルギー分解能を良くするために CCD は熱電素子と放熱板で冷却し、-40 度以下で使用される。

CCD 表面には可視光を遮断するフィルターが必要である。紫外線や軟 X 線は CCD 表面の電極構造で吸収されるので背面から入射させて使用する。このような構造の CCD を裏面照射型 (Back Illuminated: BI) CCD と呼ぶ。これに対して従来どおり電極側から入射させるものは表面照射型 (Front Illuminated: FI) CCD と呼ぶ。表面照射型 CCD の検出原理を図 2.4 に示す。X 線 CCD に X 線光子が入射すると、空乏層で光電吸収され、X 線のエネルギーに比例した数の電子が生成する。この電子を電極部に集め、電子数に相当する電気信号として計測し、入射 X 線のエネルギーを決めることができる。

CCD が分光撮像素子として宇宙 X 線観測に初めて使用されたのはあすかである。以来 *Chandra*, *XMM-Newton*, すざくの X 線衛星に搭載された。

2.1.4 X 線 CCD 検出器の放射線障害

CCD 検出器の放射線障害は電荷転送効率の減少と暗電流^{*3}の増加であり、いずれも放射線によって発生するシリコンの格子欠陥が原因である。これは殆どが宇宙線陽子による被爆による。あすかやすざくの軌道では殆どの被爆を南太西洋上の SAA で受ける。放射線障害により時間とともにホットピクセル^{*4}の数が増加する。*Chandra* 衛星では打ち上げ後 2 ヶ月で予想外に早い CCD の劣化が観測された。*Chandra* は放射線帯の中心部を通過するが、このとき低エネルギー (100-200 keV) の陽子が X 線反射望遠鏡により反射され、CCD 上に集まったものと推測されている。

CCD の放射線対策としては吸収体による遮蔽以外に動作温度による方法がある。低温で CCD を動作させると、欠陥準位は電子で満たされ熱励起によって準位が空くことはないので欠陥の無い CCD のように動作する。*XMM-Newton* は *Chandra* の CCD の低エネルギー陽子による劣化を知り、放射線帯を通過中はシャッターを閉じることにより損傷を回避している。

る (エネルギー分解能が悪化する) ことは補正できない。

*3 光を遮断した状態でも発生する電荷による電流。

*4 暗電流の大きいピクセル

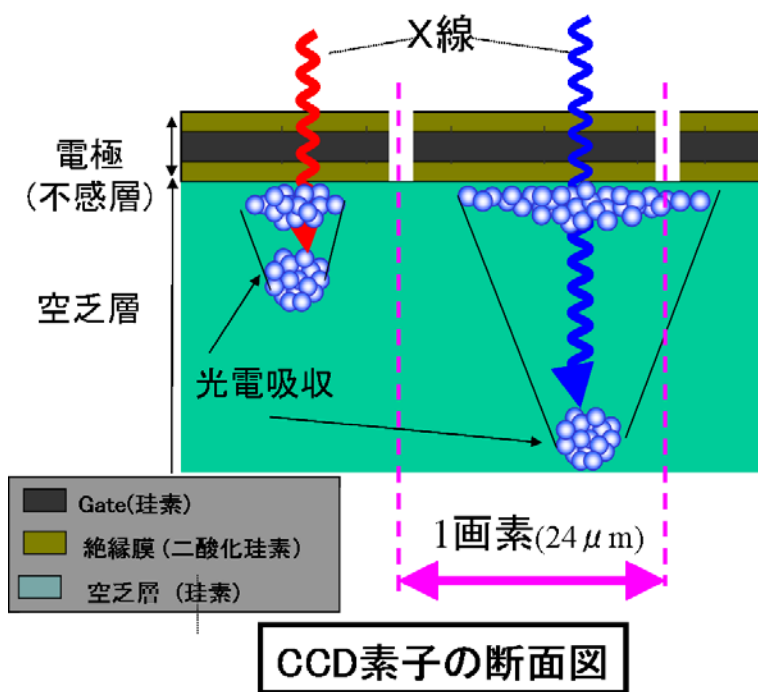


図 2.4 表面照射型 X 線 CCD による X 線の検出原理

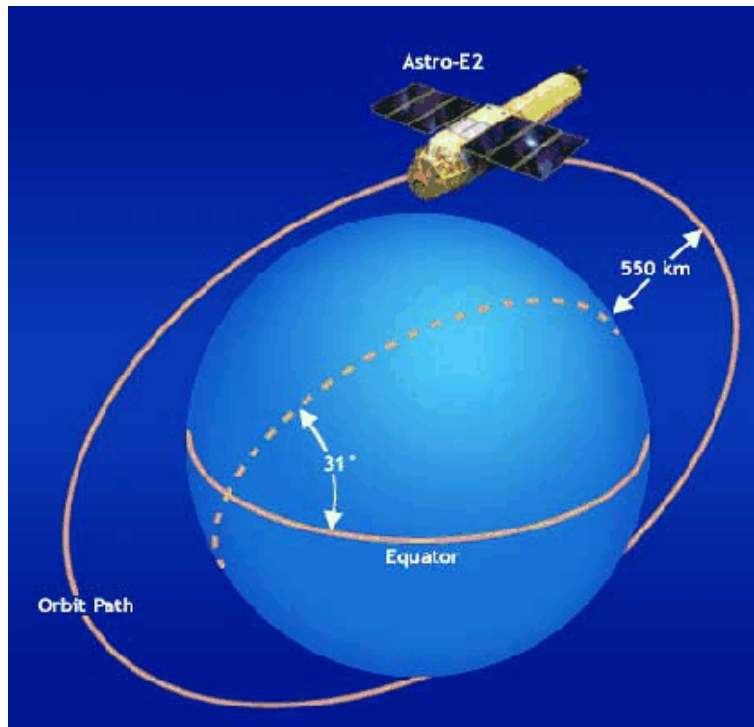


図 2.5 すざくの軌道

2.2 X線天文衛星すざく

2.2.1 概観

すざく (Astro-E2) 衛星は日本が打ち上げた 5 番目の X 線天文衛星であり、2000 年 2 月に軌道投入に失敗した Astro-E 衛星の 2 号機である。2005 年 7 月 10 日に内之浦宇宙空間観測所 (USC) から M-V 型ロケット 6 号機によって高度約 550 km (軌道周期は約 96 分) の略円軌道に打ち上げられた。

直径 2.1m の八角柱の形状で全長 6.5m (軌道上で鏡筒伸展後) の大きさをもつ。太陽パネルを広げた幅は 5.4m、衛星の重量は 1680 kg に及び、日本の科学衛星としてはこれまでに無い大型衛星である。3 軸制御で太陽電池パネルが太陽から 30 度以内の方向に向くように制御されている。

すざく衛星は低軌道のため、ほとんどのターゲットは軌道周期の 1/3 ほどの時間は地没してしまう。また、大西洋上空地磁気異常地帯では荷電粒子のバックグラウンドが高くなるため、観測をすることができない。これらの理由により、後述する *XMM-Newton* などに比べ観測効率は約 43% とそれほど高くないが、低軌道で高エネルギー宇宙線粒子が少ないのでバックグラウンドが低くほぼ定常であるという利点がある。

すざく衛星には X 線反射望遠鏡 (XRT) が 5 台と、焦点面には 4 台の X 線 CCD カメラ (XIS) と 1 台の高精度 X 線分光装置 (XRS) が置かれている。またこれに加え、硬 X 線帯域 (10–600keV) を観測する硬 X 線検出器 (HXD) が 1 台搭載されている。これら計 6 台の検出器で 1 つの天体を同時に観測することが出来る。

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

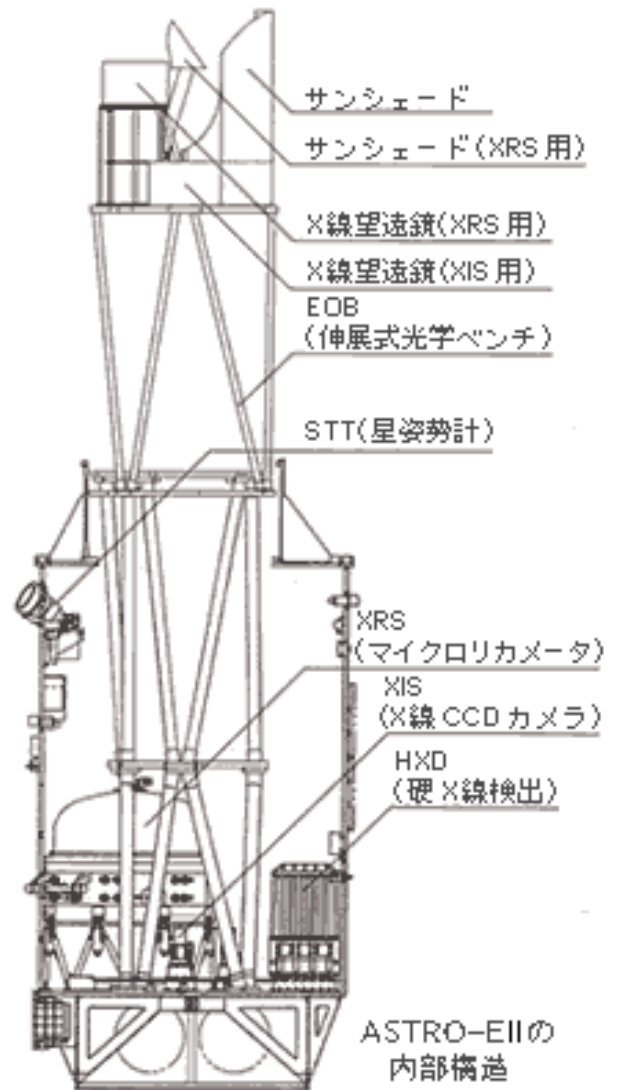


図 2.6 すざく 衛星外観 (左) および内部構造 (右)

2.2.2 X線望遠鏡 XRT (X-Ray Telescope)

すざく搭載 XRT (図 2.7) は、あすか/XRT を改良した薄板多重 X 線望遠鏡 5 台からなり、焦点面に XIS を置くもの (XRT-I) が 4 台、XRS を置くもの (XRT-S) が 1 台ある。原理としては、斜入射角が十分小さければ (0.5-1.0 度) X 線が全反射することを利用している。基本構造は、極薄の鏡面基板をもつ反射鏡を同心円状に多数配置している。鏡面形状としては、回転双曲面と回転放物面からなる Wolter I 型光学系を円錐 2 段で近似している (図 2.8)。

薄板多重型 X 線望遠鏡は、*Chandra*/HRMA のような基板を直接研磨する方式に比べ結像性能では劣るが、小型軽量でかつ開口率が高い、という特徴を持つ。XRT は特に >11 keV の硬 X 線領域で現行の *XMM-Newton* や *Chandra* を凌ぐ有効面積を有する。図 2.9 に各衛星搭載望遠鏡の有効面積を示す。しかし一方で 4 分円を組み合わせて作られているために、像が 4 分円のつなぎ目で途切れてしまい、点源が蝶々型に広がって見えること、視野中心から $\sim 20'$ - $70'$ 離れたところに明るい X 線源があると正規の 2 回反射をせずに焦点面に達する迷光が視野に入ってきてしまう (図 2.10)、などの問題点がある。すざくは望遠鏡前面にプレコリメー



図 2.7 XRT 外観

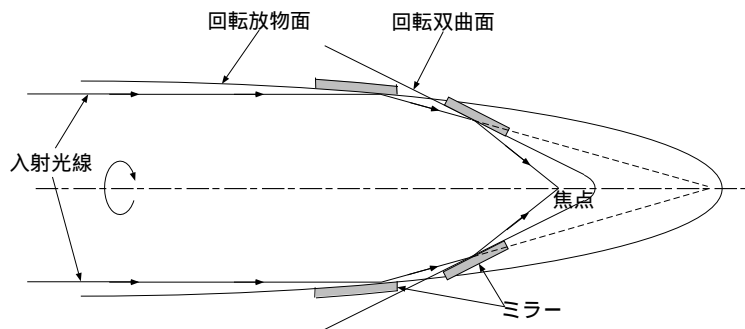


図 2.8 Wolter I 型 X 線反射鏡

タを搭載することで多重薄板型 X 線望遠鏡の問題であった迷光を小さく抑えている (図 2.12)。

XRT の点源に対する輝度分布を中心からの半径の関数で表したもの (Point Spread Function :PSF) を図 2.13 に示す。HPD(Half Power Diameter) とは光量の 50% がこの中に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。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。この効果のことをビグネッティング (vignetting) と呼ぶ。図 2.11 に XRT の vignetting 曲線を示す。

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

すざくは 4 台の X 線 CCD カメラ (X-ray Imaging Spectrometer: XIS) を搭載している。

各 CCD カメラはそれぞれ 1024×1024 画素からなり、同一の 18' × 18' の視野を持っている。

4 台の CCD カメラのうち、XIS1 のみ裏面照射型 (BI) であり、残りの 3 台 (XIS0, XIS2, XIS3) は表面照射型 (FI) である。裏面照射型は電極による吸収がないため低エネルギー側で検出効率が高いが、空乏層がうすいため高エネルギー (>4 keV) 側では検出効率が表面照射型より劣る。XIS は表面照射型で空乏層厚が 65 μm と大きく (裏面照射型では 42 μm である。あすか/SIS では 30 μm であった。) 高エネルギー側 ($\geq 7\text{keV}$) での検出効率が高い。また、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

X線望遠鏡の有効面積の比較

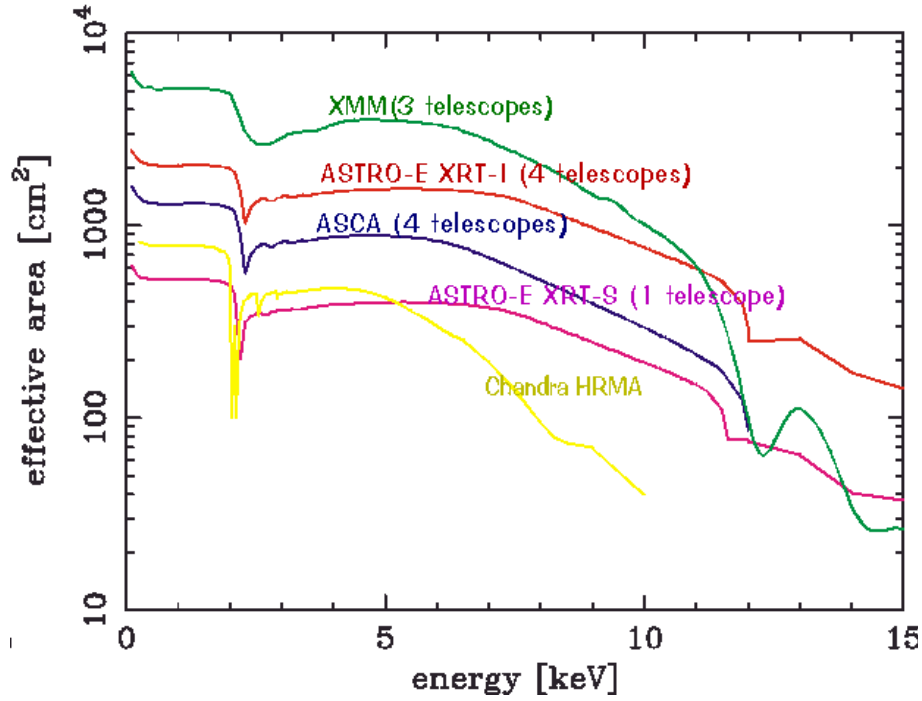


図 2.9 X線望遠鏡有効面積

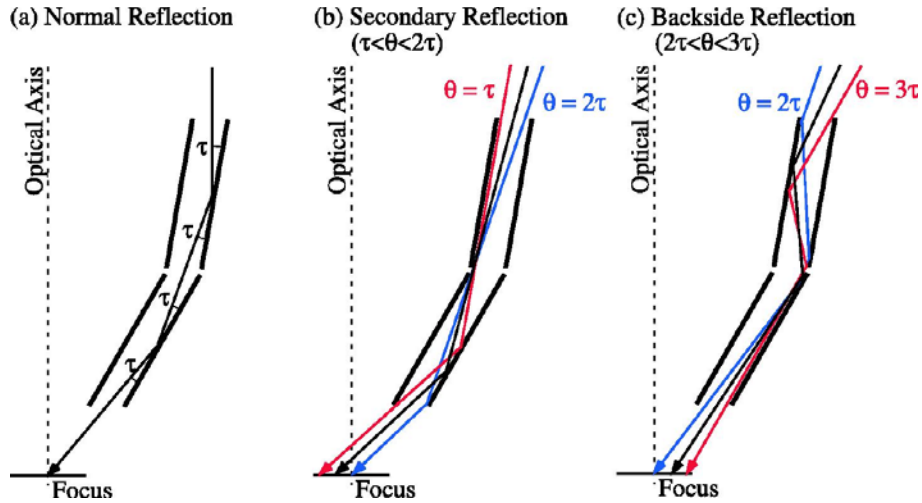


図 2.10 正規の斜入射光路 (左)。非正規の入射光路 (中、右)

源 (^{55}Fe) を設けている。

XIS のエネルギー、エネルギー分解能の時間変化

図 2.18 左は較正線源輝線 ($\text{Mn K}\alpha$) のエネルギー中心の時間変化を表している。打ち上げ後、放射線損傷による電荷転送効率の低下により、エネルギーゲインが低下している。このゲインの低下は応答関数にとりこまれることにより補正されている。図 2.18 右は較正線源輝線 ($\text{Mn K}\alpha$) のエネルギー分解能の時間変化である。打ち上げ後、やはり放射線損傷により分解能が低下している。このエネルギー分解能の低下は応答関数にとり

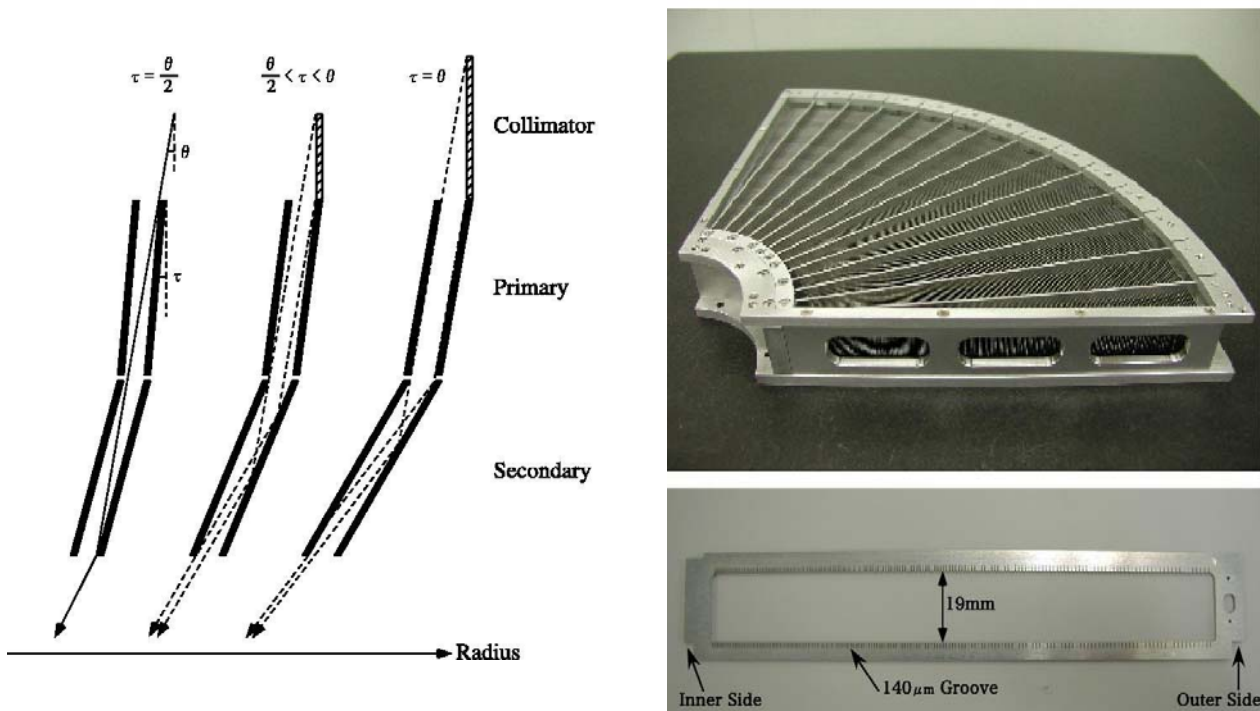


図 2.11 プレコリメータによって非正規の入射を低減できる (左)。プレコリメータ外観 (右)。

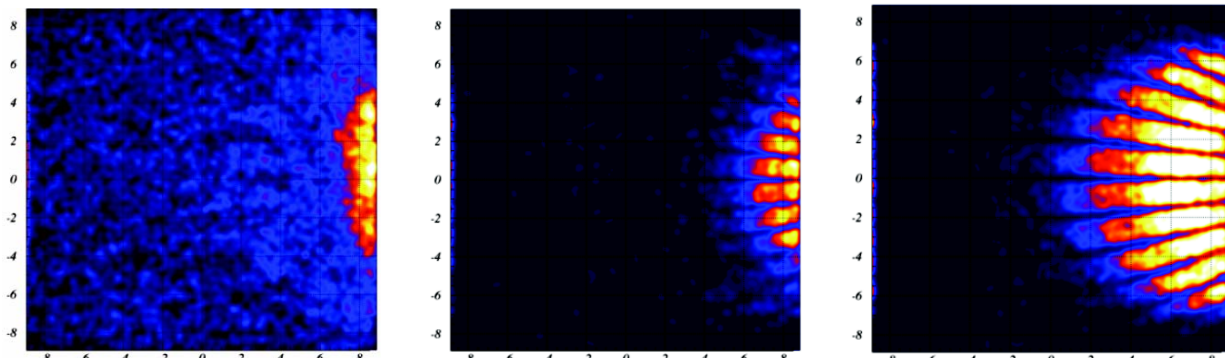


図 2.12 Crab 20' off-axis の迷光イメージ (左)。シミュレーションによる迷光イメージ (プレコリメータあり:中、プレコリメータなし:右)

こまれている。

XIS の観測モード：クロックモードとエディットモード

XIS の観測モードはクロックモードとエディットモードという異なる 2 つのモードから定義される。クロックモードにはノーマルとパラレルサム (parallel-sum) の 2 通りがある。ノーマルモードでは CCD の全てのピクセルを 8 秒周期で読み出す。(露光時間が 8 秒である。) パラレルサムモードは撮像領域を縦方向に 64 (または/128/258) 列を加算し、一列分ずつデータを読み出す操作を行う。これにより縦方向の位置情報は失うが、時間分解能が 8 ミリ秒と非常に高くなる。エディットモードには 5×5 , 3×3 , 2×2 モードがある。例えば 5×5 モードでは X 線イベントの中心座標とそれを取り巻く 24 ピクセルのあわせて 25 ピクセル分のパルスハイトがテレメトリ (人工衛星から地上に送られるデータ) に出力される。他のモードについても図 2.19 に示

表 2.1 すざくとあすかの XRT 性能の比較

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

†: 1 台当たり

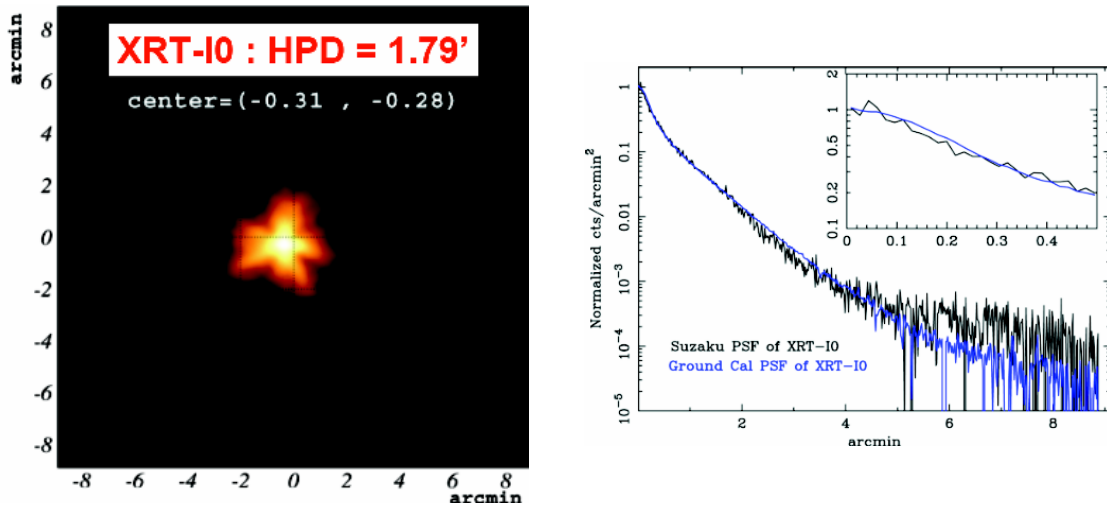


図 2.13 点源 (MCG 6-30-15) のイメージ(左)と PSF(右)

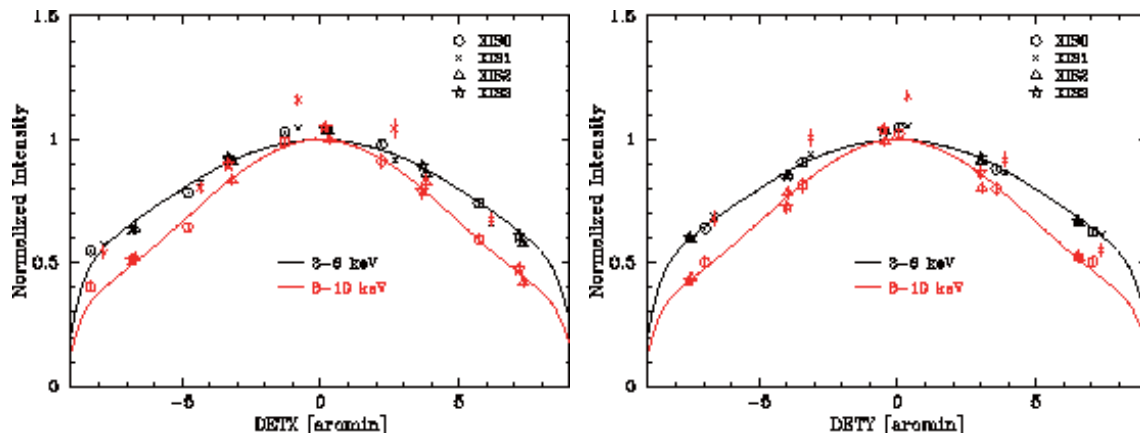


図 2.14 Crab の観測のビッグネッティング曲線。エネルギーは 3-6 keV と 8-10 keV を表示してある。

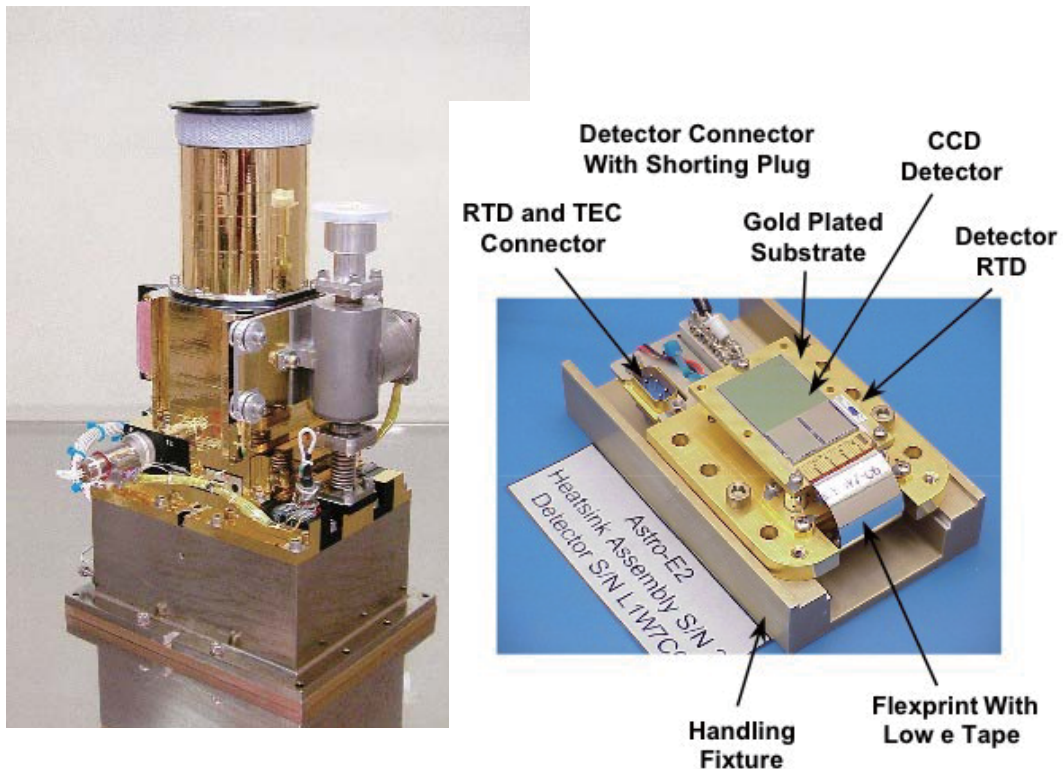


図 2.15 XIS 検出器の外観（左）、XIS の CCD 部分外観（右）

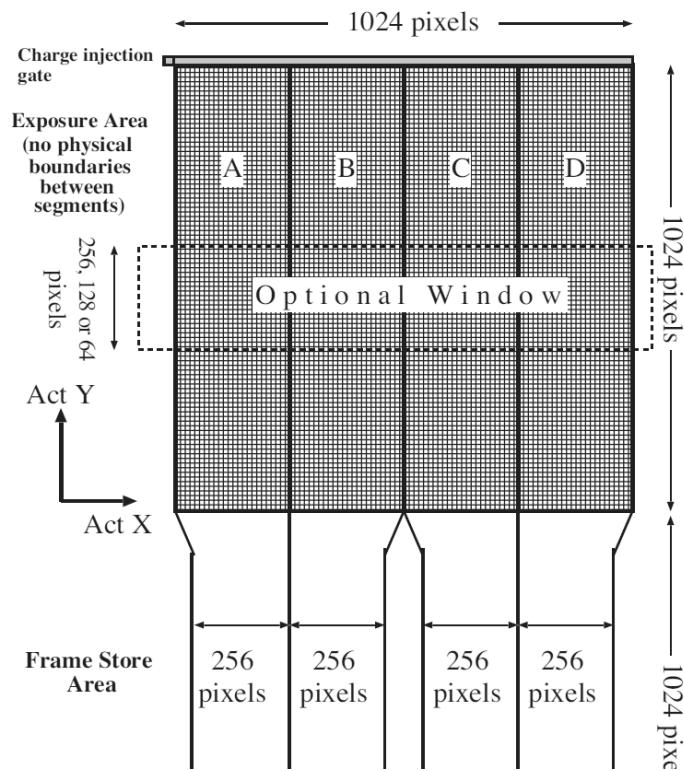


図 2.16 XIS の読みだしシステム。

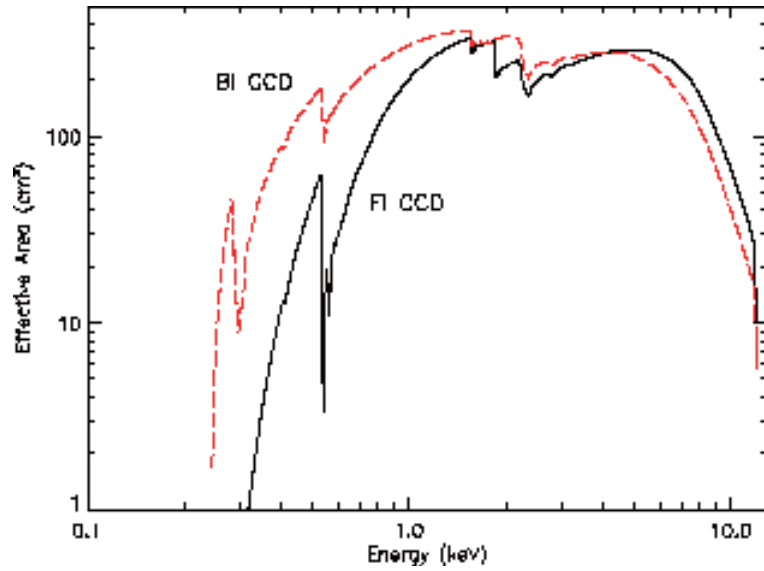


図 2.17 XIS の有効面積

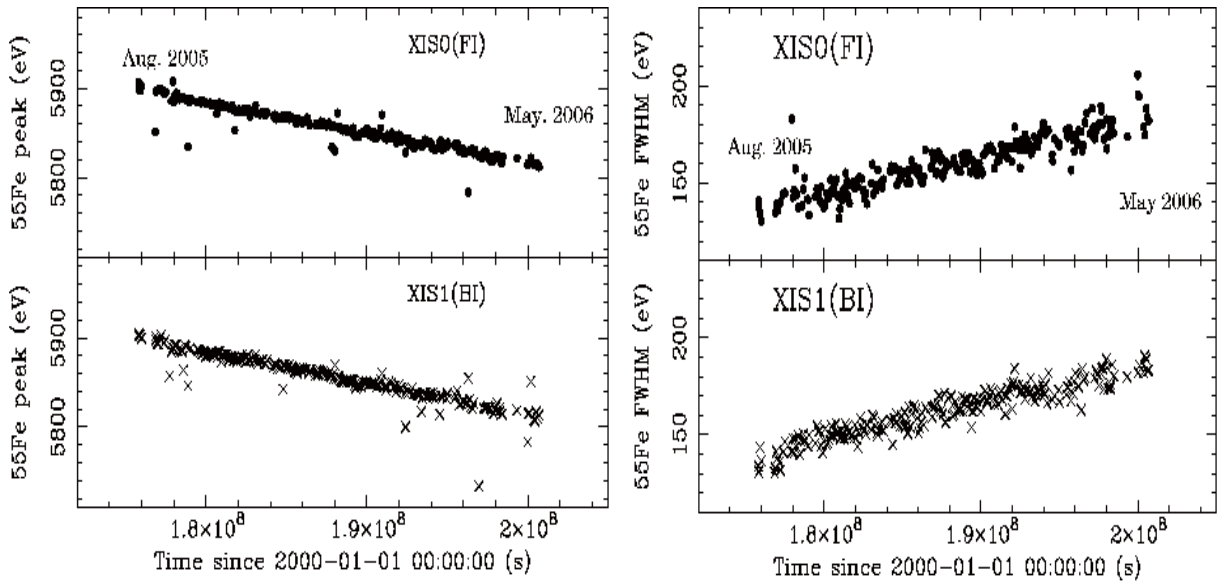


図 2.18 Fe の較正線源の Mn K 輝線エネルギー中心の時間変化 (左) とエネルギー分解能の時間変化 (右)

した。この図で 1-bit 情報とは、そのピクセルのパルスハイト*⁵ がしきい値を超えているかいないか、の情報である。

XIS のバックグラウンド

XIS のバックグラウンドは宇宙 X 線背景放射 (the cosmic X-ray background : CXB) と荷電粒子が検出器や検出器周辺の構造と相互作用したことによる検出器内部バックグラウンド (the non-X-ray background : NXB) に大別される。後者は衛星が太陽の照射していない地球の方向を見ている時 (夜地球 : night earth : NTE と呼ばれる) のデータで測定して表すことが出来る。(実際には夜地球は検出器内部バックグラウンドに

*⁵ 検出された電荷の数に比例する波高値をガウシアンでフィットした時のメインピークの中心値

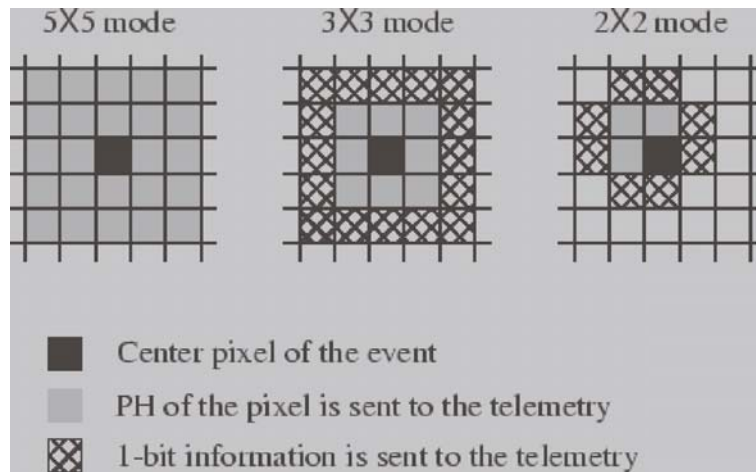


図 2.19 XIS のエディットモード

加えて多少の大気X線の散乱成分も含まれる。) 図 2.20 は XIS の夜地球の約 800 ksec のデータである。検出器バックグラウンドである多数の輝線がある。Mn の輝線は XIS の上端隅にある ^{55}Fe の較正線源による。この論文では 4 章で述べる M82 の解析の方法 2 では、この夜地球のデータを検出器バックグラウンドとして用いている。

XIS のパルスハイト、エネルギー関係

図 2.21 は XIS (裏面照射型) のパルスハイトとエネルギーの関係図である。図ではこれを 1 次曲線でフィットしたときの残差が下段に示されている。Si の K 殻吸収端にあたるエネルギー (1.839 keV) 付近に、明らかな残差が見られる。同様の残差は表面照射型の CCD にも見られる。以上の理由により、XIS ではパルスハイトをエネルギーに変換する際に 1 次関数 1 つではなく、1.839 keV で継ぎはぎしたベストフィットの一次関数 2 つを用いている。3 章で述べるように、このような継ぎはぎの関数でパルスハイトとエネルギーを結び付けているため、エネルギーゲインは高エネルギー側と低エネルギー側双方で正しく較正されていたとしても、必ずしも 1-2 keV 付近でも正しいとは限らない。また、1.839 keV 付近には一次関数のギャップがあるために現在正しいエネルギー値が出ないので今回の論文では XIS のデータから 1.830-1.845 keV を除いてある。4 章のすざくのスペクトルが途中で切れているのはこのためである。

XIS の低エネルギー帯検出効率の低下

低エネルギー帯の高い検出効率はすざく XIS の特徴であるが打ち上げ後、XIS の 2 keV 以下の検出効率が低下する現象が起こった。この低下は炭素を主成分とする X 線を吸収する物質があるとすると説明できる。視野中心での炭素の柱密度の時間変化を図 2.22 右に示す。この図では吸収体の組成として DEHP ($\text{C}_{24}\text{H}_{38}\text{O}_4$) を仮定しているが、これは衛星のジャイロに用いられている防振ゴムからのアウトガス成分として DEHP があることが分かっているからである。但し、吸収体の正体については確定していない。

この吸収体の柱密度は XIS ごとに異なった値であるが、視野中心で最も多く、視野から外れるにつれて小さくなっていく。XIS1 (裏面照射型 CCD) の視野中心からの距離と吸収体の柱密度の関係が左 2.22 図である。吸収体は衛星の中で温度が低い可視光遮断膜 (Optical blocking filter : OBF) 上に付着していると考えられている。吸収体の主成分は炭素であるが、炭素の 5 分の 1 以下の数の酸素も含まれることが分かっている。

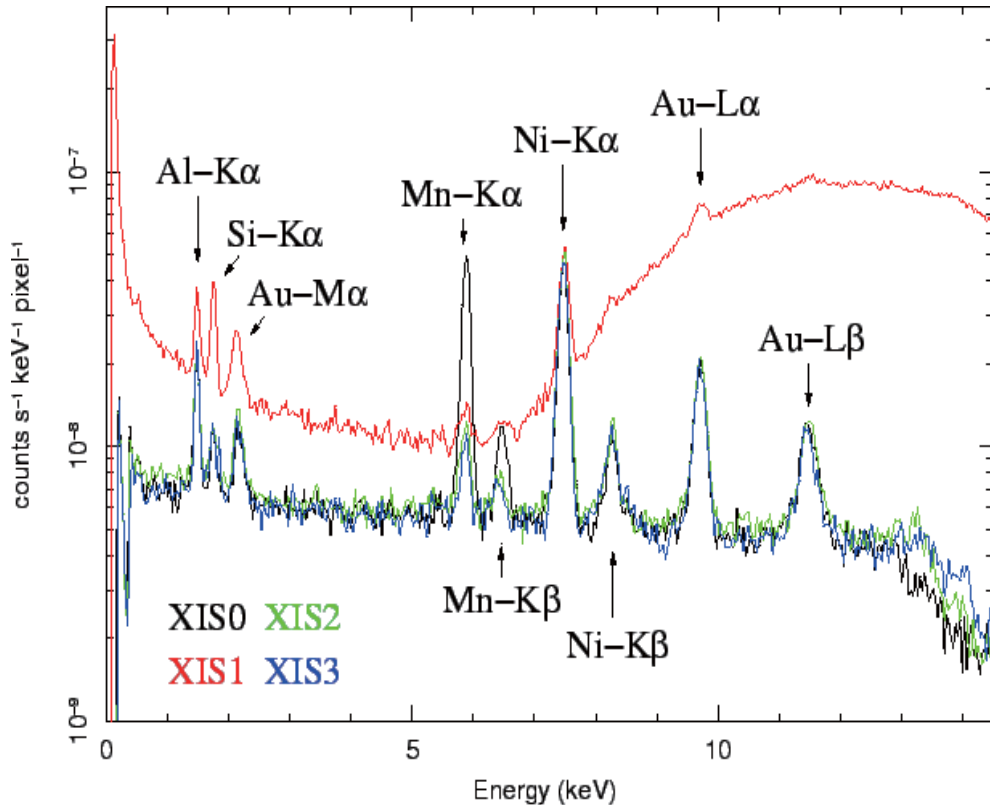


図 2.20 XIS の検出器バックグラウンド。夜地球の ~800 ksec の観測データ。XIS1 で高エネルギー側で増えるのは裏面照射型 CCD は空乏層が薄く不感層が無いために CCD 内での電荷の広がりが小さくなり、荷電粒子バックグラウンドを信号とみなしてしまうことによる。

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

HXD (Hard X-ray Detector) (図 2.23) 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 10–700keV 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。

構造としては井戸型フォスウィッチカウンターが 16 本あり (Well ユニット) この周りを BGO 結晶のアンチカウンター (Anti ユニット) 20 本がとりかこむ。Well ユニットの主検出部は PIN 型半導体検出器 (厚さ 2 mm) と GSO シンチレータ (厚さ 5 mm) を上下に重ねた形である。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。井戸部にはファインコリメータが挿入されており低エネルギーでの視野は $0.56^\circ \times 0.56^\circ$ (FWHM) に絞られている。以上の構造によりバックグラウンド (ガンマ線、荷電粒子) や視野外からの X 線は BGO によって効率良く除去され、PIN、GSO のバックグラウンドは非常に低くなる。

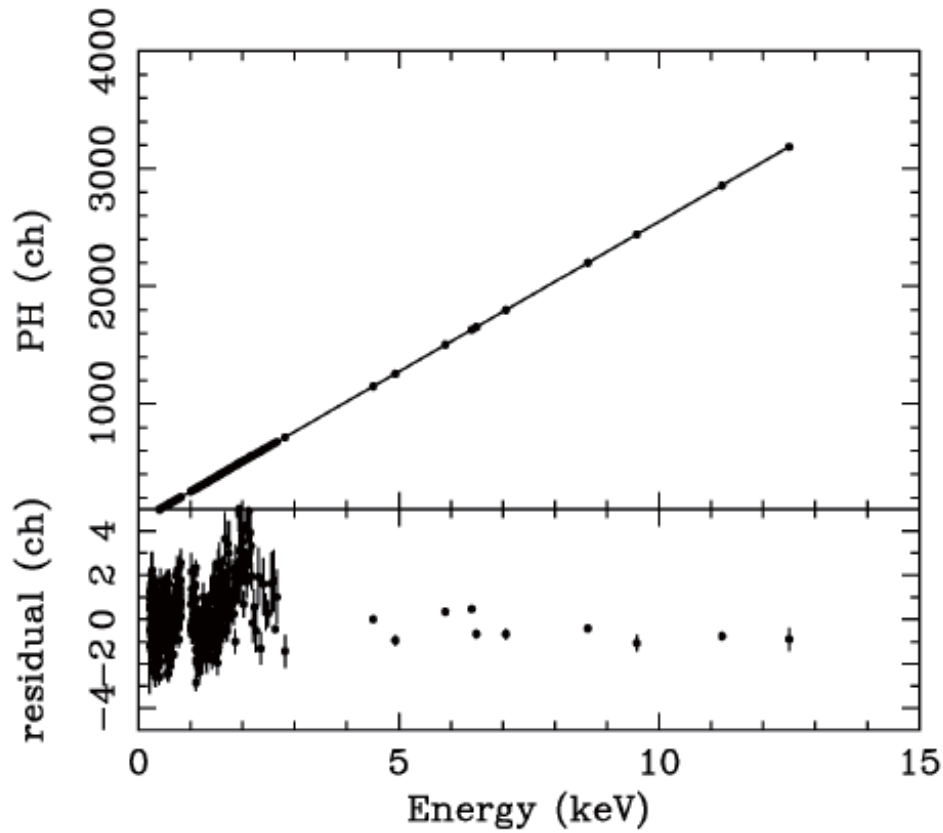


図 2.21 XIS のパルスハイトとエネルギー関係。裏面照射型 CCD(XIS1) を 1 次曲線で合わせたもの(上) とこの残差が示されている。

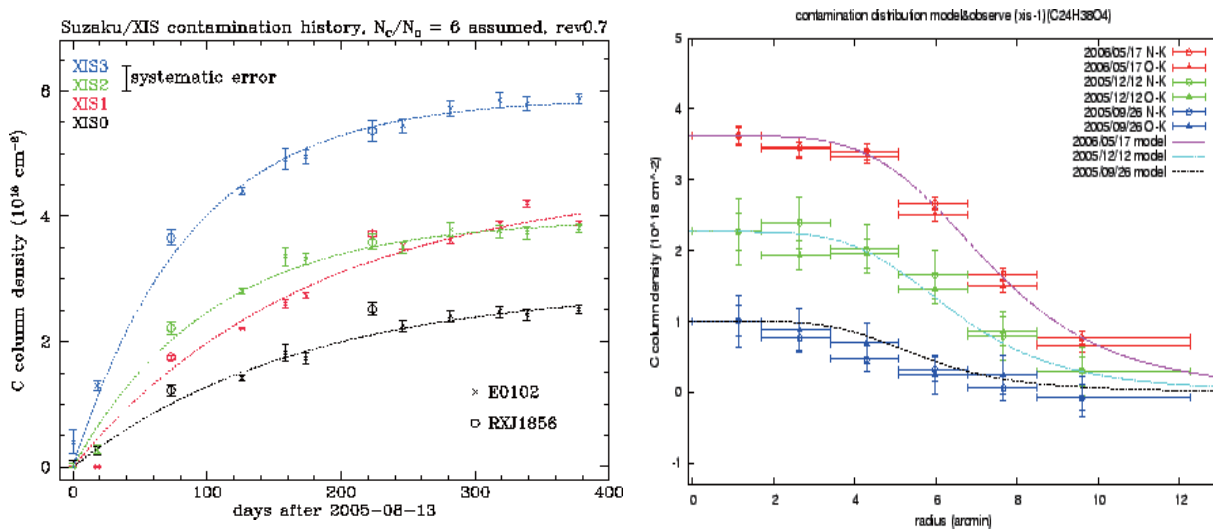


図 2.22 視野中心の吸収体の時間変化(左)と吸収体の場所依存性(右)



圖 2.23 HXD 外觀

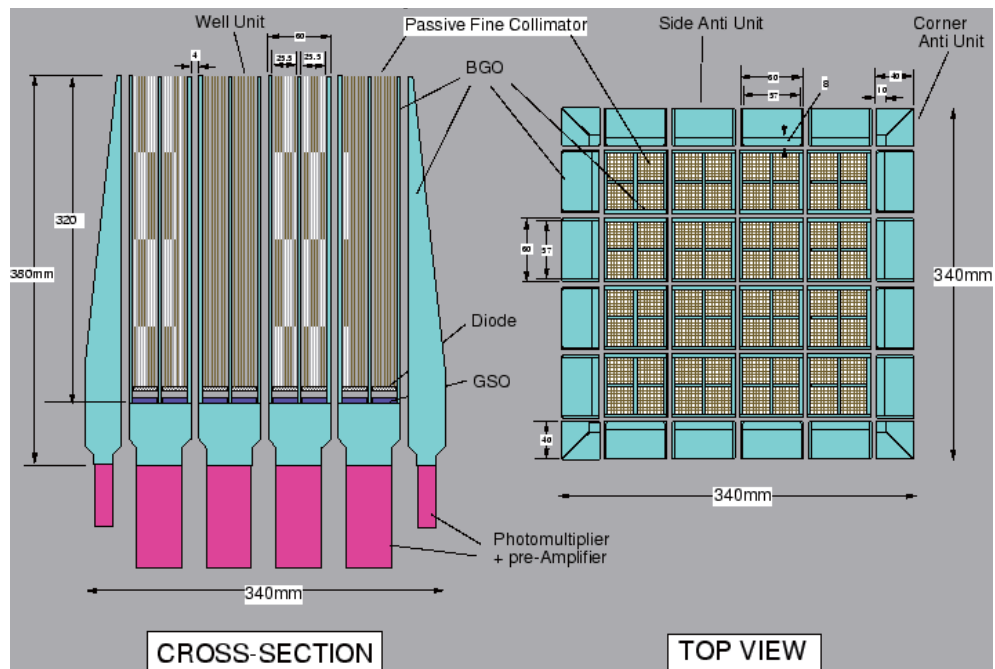


圖 2.24 HXD 概略圖

表 2.2 XMM-Newton 衛星搭載検出器の特性

検出器	EPIC MOS	EPIC pn	RGS	OM
エネルギー帯域	0.15-12 keV	0.15-15 keV	0.35-2.5 keV	180-600 nm
視野	30'	30'	~ 5'	17'
PSF(FWHM/HPD)	5"/14"	6"/15"	-	1.4"-2.0"
ピクセルサイズ	40 μm (1.1")	150 μm (4.1")	81 μm (1.1")	0.477"
時間分解能	1.5 ms	0.03 ms	16 ms	0.5 s
エネルギー分解能 (at 1 keV)	~ 70 eV	~ 80 eV	3.2/2.0eV(RGS1/RGS2)	$\lambda/\Delta\lambda=350$

2.3 X線天文衛星 XMM-Newton

2.3.1 概観

XMM-Newton は 1999 年の 12 月 10 日に打ち上げられた ESA(欧州宇宙機関) の X 線天文衛星である。外観を図 2.25 に示す。XMM-Newton は二つの異なる種類の望遠鏡を積んでいる。一つは X 線を集光するためのウォルター I 型 X 線望遠鏡であり、この焦点面には X 線検出器が置かれている。もう一つは可視光・紫外線の口径 30 cm の望遠鏡であり、焦点面には可視光を捉える CCD が置かれている。

XMM-Newton には以下の 3 つの検出器が搭載されている。

European Photon Imaging Camera (EPIC)

3 台の X 線 CCD 検出器。撮像、分光、測光に用いる。EPIC 検出器は 2 台の MOS 検出器 (MOS1, MOS2) と 1 台の pn という 2 つの異なるタイプの検出器からなる。

Reflection Grating Spectrometer (RGS)

2 台 (RGS1, RGS2) の高エネルギー分解能の X 線分光器。

Optical Monitor (OM)

可視光・紫外線検出器。撮像、分光に用いる。

XMM-Newton 搭載検出器の特性を表 2.2 にまとめた。

XMM-Newton の基本的な特性は以下である。

検出器の同時動作

基本的に全ての 6 つ (EPIC 3 台、RGS 2 台、OM 1 台) の検出器が同時刻に独立に運用できる。

高感度

XMM-Newton は X 線を集光する望遠鏡としては最大級の有効面積を持つ望遠鏡を搭載している。望遠鏡の有効面積は 1.5 keV において 1 台で 1550cm^2 、3 台では 4650cm^2 になる。

良い角度分解能

58 枚の鏡を用いた X 線望遠鏡は高い角度分解能を達成しており、point spread function (PSF) は

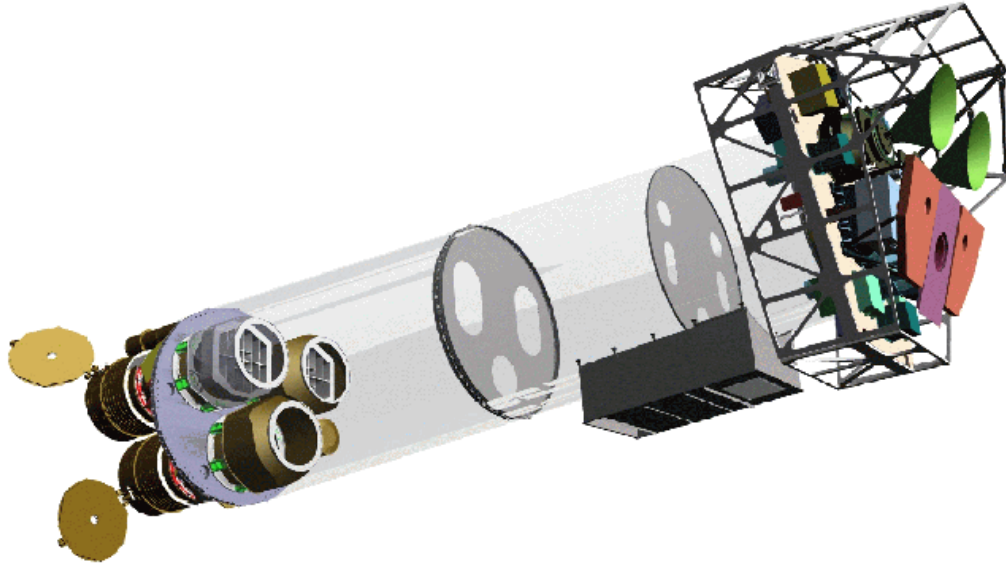


図 2.25 *XMM-Newton* の概略図。左下の望遠鏡のうち2つは RGS のためにある。右に見えるのは焦点面に置かれた X 線検出器。緑はラジエータを備えた EPIC-MOS。紫は pn のラジエータ。水色は RGS のラジエータ。

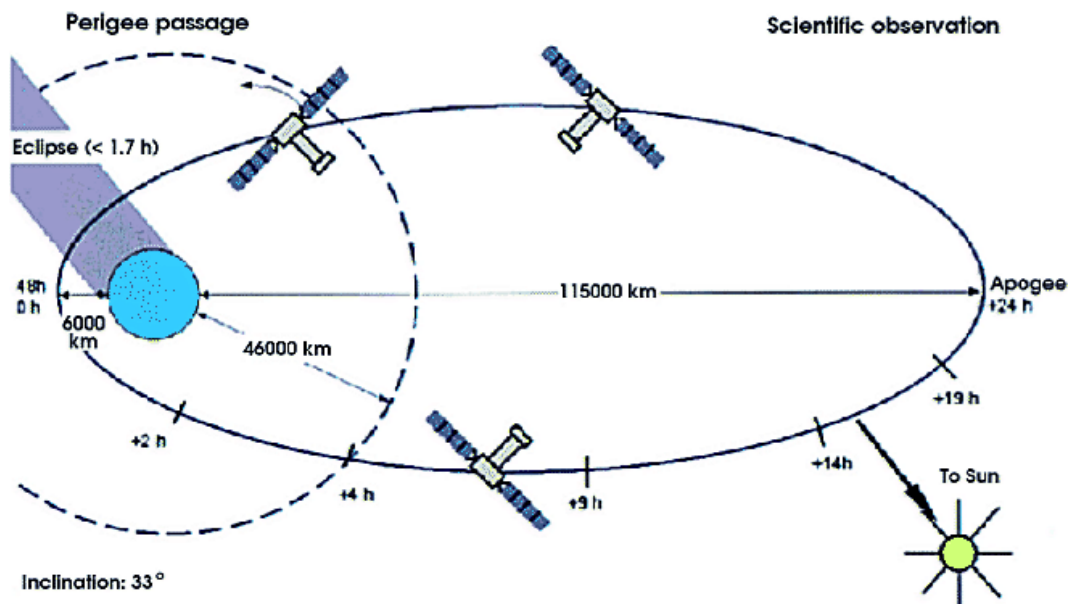


図 2.26 *XMM-Newton* の軌道

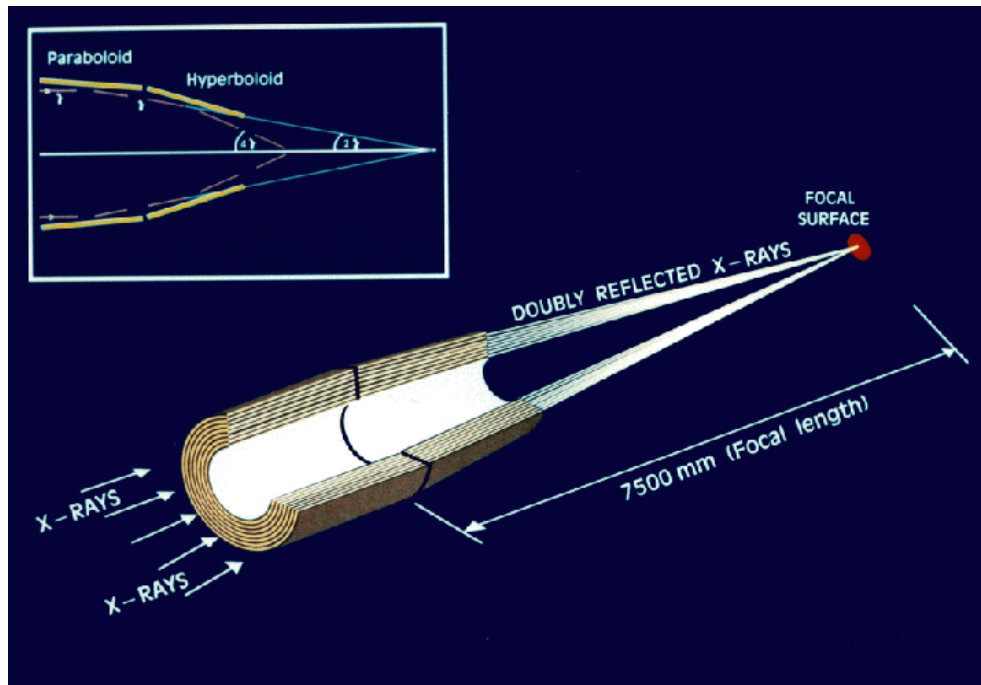


図 2.27 EPIC-pn 検出器に入射する X 線の光路。スケールはこの通りではない。

FWHM(full width at half maximum) で 6 秒角、HPD^{*6} は 15 秒角である。

高いエネルギー分解能

EPIC は $E/\Delta E = 20-50$, RGS は更に高い $E/\Delta E = 200-800$ の高エネルギー分解能である。

同時の可視光・紫外線観測

X 線天体と可視光・紫外線天体を同定することが可能になる。

長時間連続観測

極楕円軌道を周回するために最高で約 40 時間の長時間観測が可能である。これは特に時間変動する天体に非常に重要である。

2.3.2 X線望遠鏡

XMM-Newton は 3 台の X 線望遠鏡を搭載している。3 台の EPIC とは各々一直線をなすように配置され、EPIC 検出器との位置のずれは 1-2 秒角以内である。図 2.27 は 3 台のうち 1 台、図 2.28 は他の 2 台の X 線の望遠鏡を通過後の光路を示してある。図 2.28 では望遠鏡に入射した光子のうち 44% はまっすぐに本来の焦点面に達するが、40% の光子は回折格子により経路を曲げられ、もう一つの焦点面にある CCD で検出される。残りの光子は回折格子により吸収される。

point spread function(PSF)

X 線望遠鏡の性能を測る一つの指標にはどれだけきちんと X 線光子を集光できるかが挙げられる。XMM-Newton の望遠鏡の強みは point spread function(PSF) が小さく、0.1-4 keV の帯域では殆どエネルギー依存性が無いことが挙げられる。4 keV 以上ではエネルギー依存性が少し出てくる。図 2.29 は 0.75-2.25 keV

*6 2.2.2 章参照

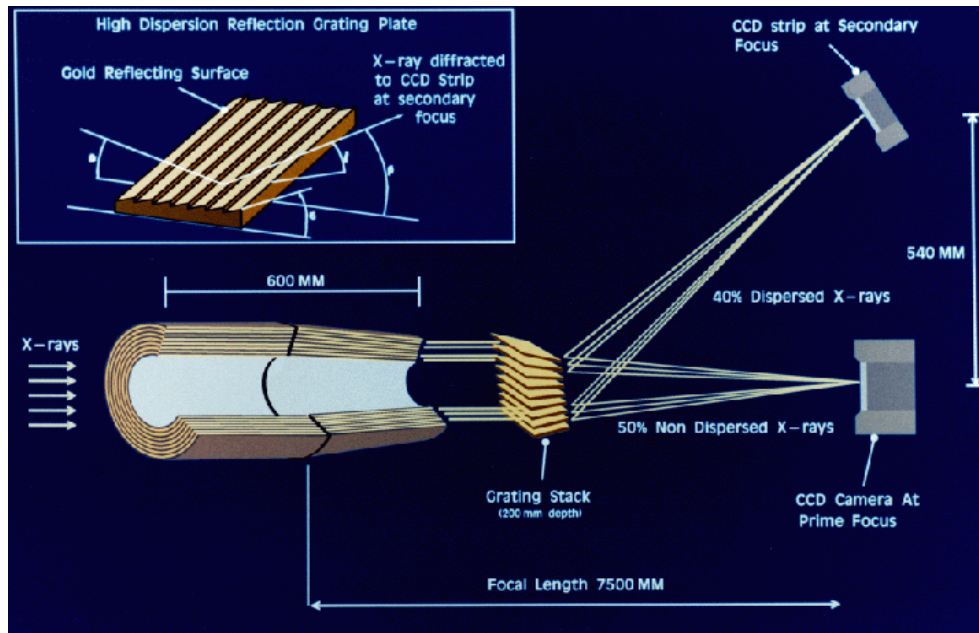


図 2.28 EPIC-MOS 検出器に入射する X 線の光路。スケールはこの通りではない。

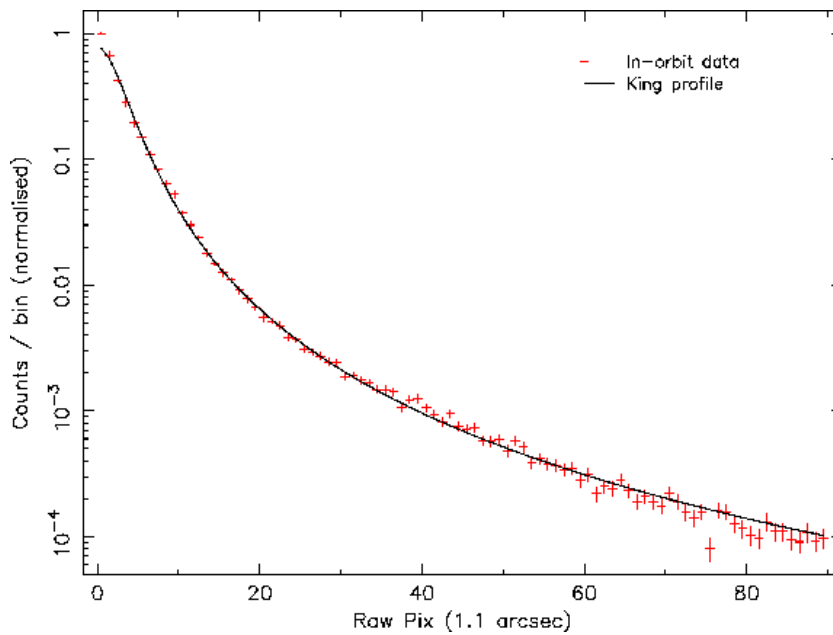


図 2.29 方位角方向に平均した X 線望遠鏡の PSF の形状

における on-axis の MOS1 の PSF である。

有効面積

X 線望遠鏡のもうひとつの指標となるのが有効面積である。XMM-Newton は 1.5 keV 付近で最大の有効面積をとるが、2 keV 付近には Au の M 殻のエッジがあるために大きく落ちこむ。図 2.30 に on-axis の X 線望遠鏡の有効面積を示した。MOS が pn よりも有効面積が小さいのは、光子の一部を RGS に回すからである。

有効面積は off-axis 角 (光軸中心からの角度) の関数である。off-axis 角が大きくなるにつれて、焦点面に到

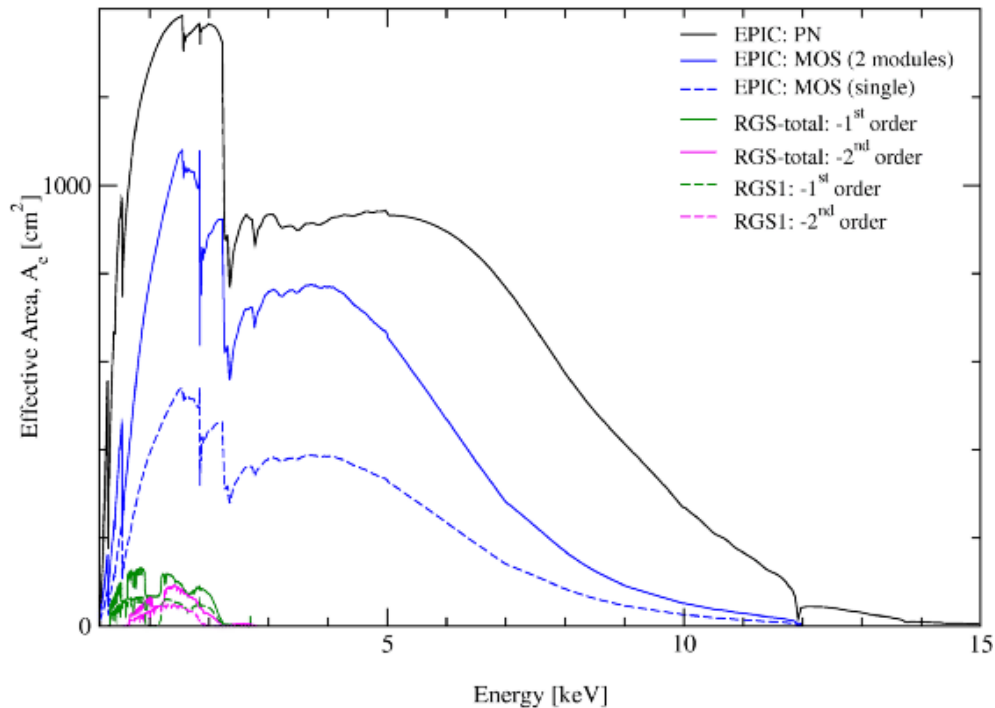


図 2.30 XMM-Newton 望遠鏡の有効面積 (検出器を含む)

達する光子数は少なくなる (ビグネッティング)。図 2.31 がエネルギーごとのビグネッティングの関数である。

2.3.3 X線 CCD 検出器 EPIC(European photon imaging counter)

3つの XMM-Newton の X線望遠鏡のうち 2つの焦点面には EPIC の MOS(Metal Oxide Semiconductor) 構造の CCD(charge coupled device) が置かれている。もう一つの望遠鏡の焦点面には pn 接合の CCD が置かれている。図 2.32 は EPIC の CCD 配置図である。MOS は 7 台の表面照射型の CCD チップからなり、pn は 12 台の裏面照射型のチップから構成されている。

EPIC の時間・エネルギー分解能

EPIC のカメラは 30' の視野に渡り 0.15 keV から 15 keV のエネルギー領域で非常に高感度のイメージングが可能であり、エネルギー分解能は $E/E=20-50$ である。角度分解能は FWHM で 6"、HPD で 15" である。pn はタイミングモードでは 0.03msec の高い時間分解能があり、バーストモードを用いると 0.007msec まで可能である。

EPIC のバックグラウンド

EPIC のバックグラウンドは、cosmic X-ray background(CXB、宇宙 X線背景放射) と検出器バックグラウンドに大別される。検出器バックグラウンドは、主に 200 eV 以下で効いてくる検出器ノイズ成分と、検出器自体あるいは検出器の周囲と宇宙線粒子の相互作用による成分に分けられる。

更に粒子の相互作用による検出器バックグラウンドを見ると時間変化の激しい成分と比較的時間的に安定した成分がある。前者は X線望遠鏡で集光される 100 keV 以下の陽子によるものと考えられており、後者は 100 MeV 以上の高エネルギー粒子によるものである。

MOS と pn の時間的に安定した検出器バックグラウンドを図 2.35, 2.36 に示す。MOS では Al-K、Si-K

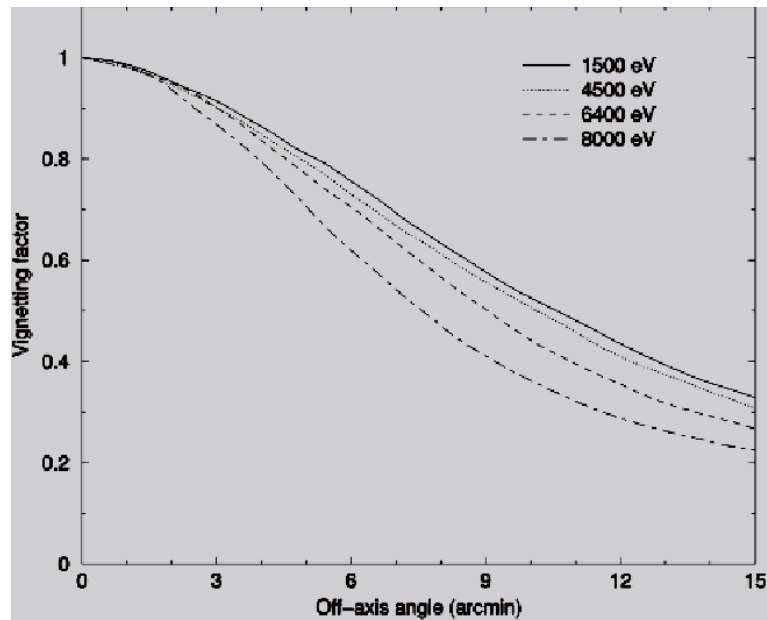


図 2.31 横軸を off-axis 角 (視野中心からの角度) にとったビグネットイング関数。0'-15' のシミュレーション。エネルギーはいくつかを選んである。

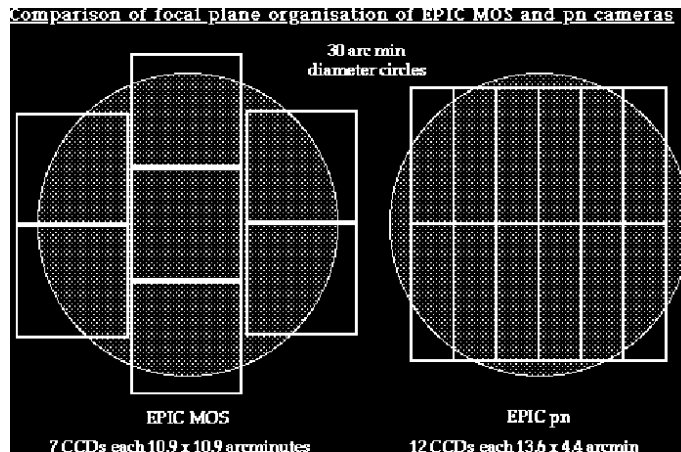


図 2.32 2種類の EPIC の CCD カメラの配置図。MOS(左)、pn(右)。斜線は 30' 直径の円である。

の蛍光輝線が見られ、pn では Al-K 、 Ni-K 、 Cu-K 、 Zn-K などの輝線が見られる。

2.3.4 X線回折分光器 RGS (reflection grating spectrometer)

RGS は反射型の回折格子を利用した分光器で、*XMM-Newton* の X 線検出器の中で最もエネルギー分解能に優れる ($E/\Delta E = 100-500$)。感度のある 0.33-2.5 keV には多くの K 殻遷移の軽元素 (例えば C, N, O, Ne, Mg, Si) や、L 殻遷移の重元素 (例えば Fe, Ne) の輝線があり、X 線を放射している物体の多くの元素の物理的状态や化学組成を知ることが出来る。

XMM-Newton の 3 つの望遠鏡のうち 2 つが RGS に備わっている。RGS は回折格子本体の RGAs (Reflection Grating Assemblies) と回折された X 線を捉える RFC チップ (RGS Focal Cameras) から成る (図 2.28)。RGAs は望遠鏡から MOS への光路の途中に置かれている。RGAs には 1mm あた

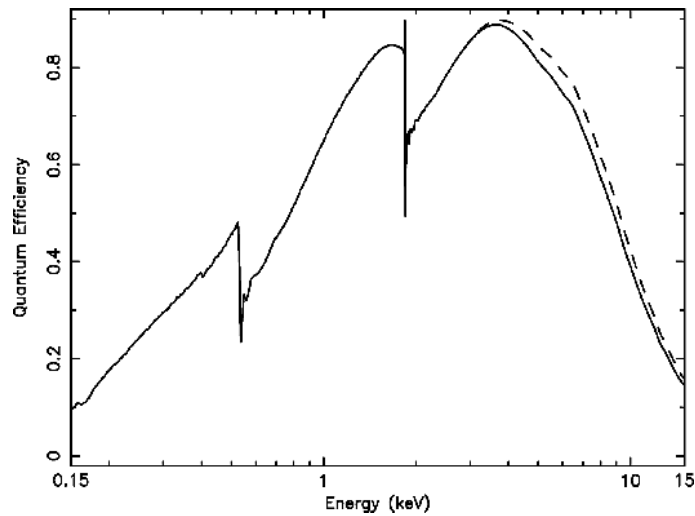


図 2.33 MOS1 と MOS2 の量子効率。実線は MOS1, 点線は MOS2。

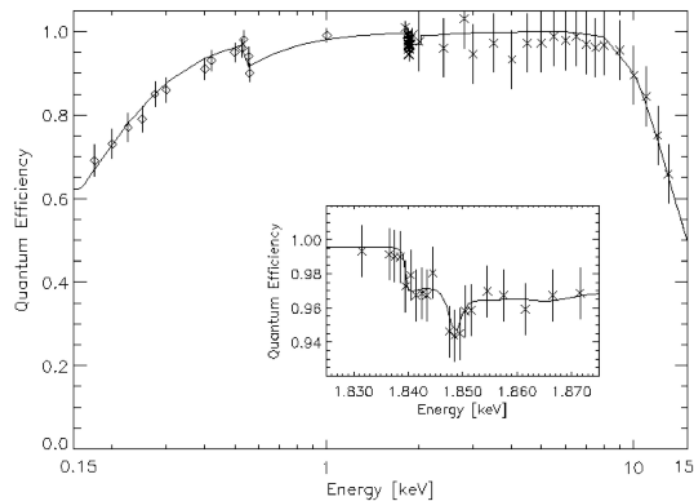


図 2.34 pn の量子効率

り 645.6 本の溝がある。RFCs は 9 個の一直線に並べられた MOS 構造の CCD からなり、RGAs からの X 線光子の反射方向に置かれている。

回折の原理

図 2.37 の幾何学図から隣り合う 2 つの X 線が焦点面で強めあう条件式は、光路差が波長の整数倍であるという条件式を立てることにより

$$\cos \theta = \cos \theta + m \frac{\lambda}{d} \quad (m = 0, 1, 2, 3, \dots)$$

で表される。RGS では $\theta > 0$ で用いる仕様になっている。(つまり m は正の整数。)

RFC チップ

図 2.38 が RFCs の配置図である。散乱角 θ に沿って一列に CCD が並んでいる。一番右の CCD チップが最も低エネルギーの X 線を、一番左が最も高エネルギーの X 線を捕らえる。各々のチップが主に捉えるエネル

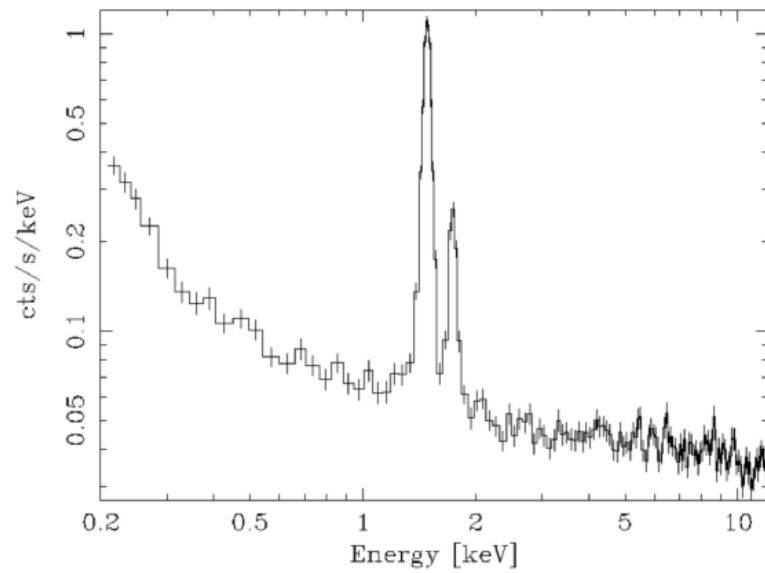


図 2.35 MOS1 のバックグラウンドスペクトル。1.5 keV, 1.7 keV の構造は Al-K, Si-K の蛍光輝線。
0.5 keV 以下での増加は検出器ノイズによる。

エネルギー帯が異なる。RFCs の MOS チップは低エネルギー X 線を効率よく捉えるために裏面照射型 (BI) であり、可視光や紫外線をさえぎるためのアルミコーティングが表面に施されている。

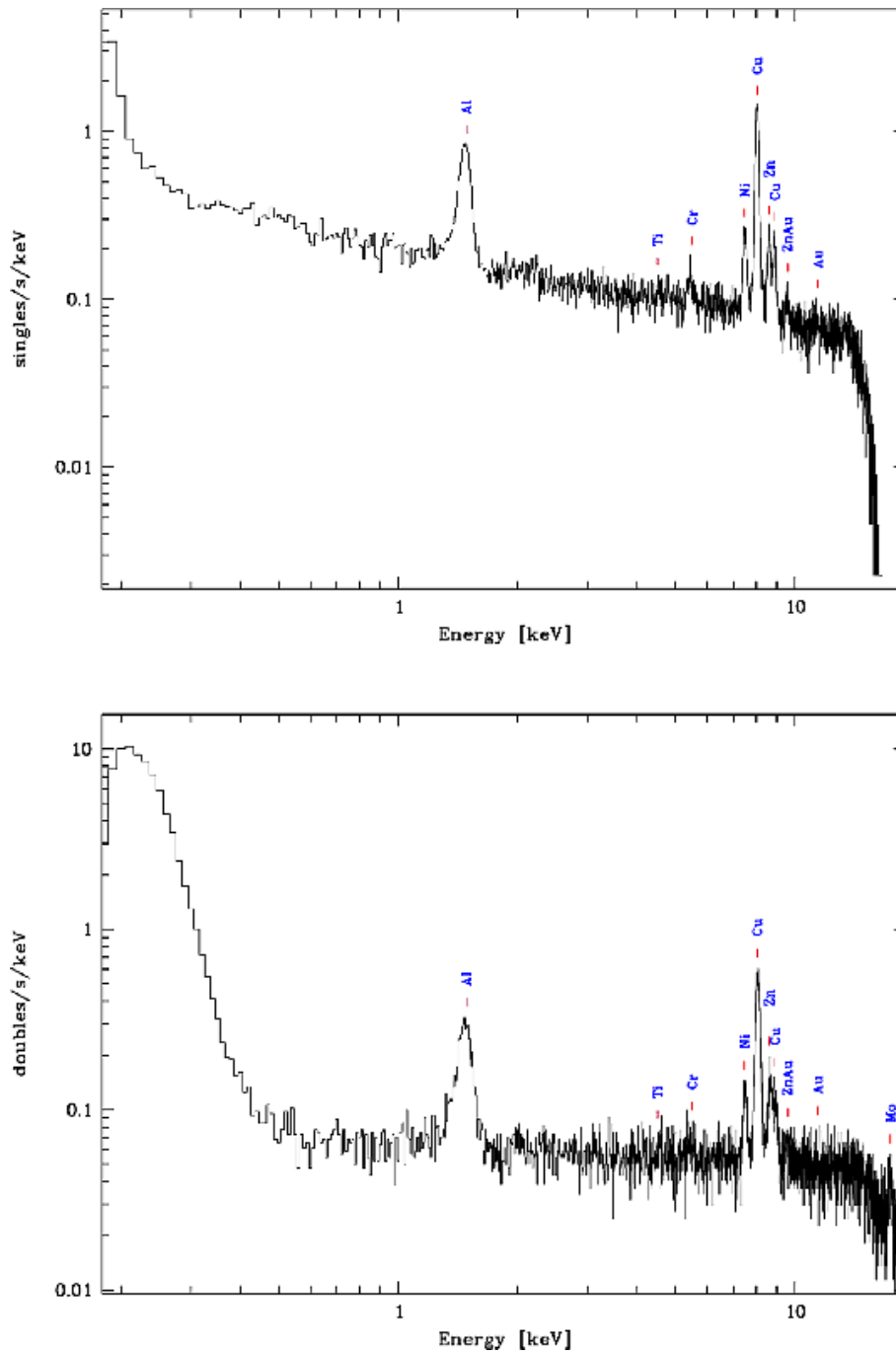


図 2.36 pn のバックグラウンドスペクトル。(上: single event, 下: double event) 1.5 keV は Al-K 、5.5 keV は Cr-K 、8 keV 付近は Ni-K 、Cu-K 、Zn-K 、17.5 keV は Mo-K による輝線である。

第3章

すざく衛星搭載 XIS のエネルギーゲイン 確認

3.1 すざく XIS の 1-2 keV 付近のエネルギーゲイン確認の意義

この論文では主としてすざくの X 線 CCD 検出器である XIS を用いている。XIS はバックグラウンドが時間的に安定して低く、低エネルギー側の検出感度が高く（特に裏面照射型 CCD）、エネルギー分解能にも優れていることが特徴である。このような高精度の観測を可能にするためには CCD 検出器の正確なエネルギー較正が必須である。既に Koyama らにより報告されているように（[Koyama(2006)]）、XIS のエネルギーゲインは低エネルギー側（1 keV 以下）、や高エネルギー側（5 keV 以上）ではよく調べられている。これは低エネルギー側については SNR 1E0102-72 などの輝線の多い天体を較正天体として定期的に観測することにより行っている。また、高エネルギー側については各々の XIS 検出器の上端 2 箇所照射されている ^{55}Fe の較正線源から出る Mn K α (5.9 keV) 及び Mn K β (6.5 keV) の輝線を基準としてエネルギーを較正している。これに対して中程度のエネルギー帯（1-2 keV）に対するゲインは今のところ殆ど調べられていない。

現在、XIS からじかに得られるデータであるパルスハイトと実際のエネルギーの関係は単純な 1 次関数 1 つではなく、2 つの 1 次関数を Si エッジ (1.83 keV) で継ぎはぎしたものになっている（2.2.3 参照）。

このことは低エネルギー、高エネルギー付近でエネルギーゲインが正確に合っていたとしても、必ずしも 1-2 keV でも正確であるとは限らないことを示している。1-2 keV 付近のエネルギー帯では Ne, Si, Mg などの高階電離の輝線が数多く存在するので、この領域のエネルギーゲインの確認は非常に重要である。

以上述べた重要性にも関わらず、この中程度のエネルギー帯域で現在まできちんとしたエネルギー較正が行われてこなかった理由としては以下が挙げられる。

- このエネルギー帯に強い輝線を出す天体の数自体が限られている。
- 強い輝線を出す天体であっても輝線中心エネルギーが時間変動する天体は較正に用いることが困難である。^{*1}
- 天体内部の固有運動によるドップラーシフトが大きい天体も較正には不定性が大きい。

これらの理由から、このエネルギー領域での較正天体として以下の条件を課した。

- 他の X 線衛星の回折格子（*XMM-Newton* RGS や *Chandra* HETGS）を用いたエネルギー分解能の良い観測が行われている。
- 輝線エネルギー中心の時間変動が大きくない。

^{*1} X 線を放出する物質の電離状態が時間的に変化する激変星（通常の星と白色矮星の連星）など。

- 天体内部の固有運動が大きくない。

このような天体をいくつか選んでエネルギーゲインの確認を行った。

3.2 M82 銀河を用いたエネルギーゲインの確認

M82 の銀河の中心部分は熱的な高温プラズマに満たされており X 線スペクトルは輝線の多い構造をしている。特に 1-2 keV には Ne, Mg, Si の高階電離した輝線が多い。M82 は固有運動も小さく、超高光度 X 線源 M82 X-1 以外の有意な時間変動も観測されていない。M82 はすざくではわれわれの提案した観測が行われている。また *XMM-Newton* では 2001 年と 2004 年に観測されており、回折格子 RGS を用いた観測も論文になっている。以上より M82 は中エネルギー帯域のエネルギー構成に適した天体であるといえる。そこでわれわれは RGS と XIS のエネルギーがどの程度ずれているかを調べることにした。

3.2.1 RGS のエネルギーゲイン

M82 の観測で *XMM-Newton* の RGS を用いた結果は既に Origlia ら ([Origlia et al. (2004)]) や Read ら ([Read, Stevens (2002)]) により報告されている。これらの論文に載っている RGS のスペクトルは図 3.1 である。スペクトルからは Si XIII(He-like Si), Mg XII(H-like Mg), Mg XI(He-like Mg) などの高階電離した輝線が見られる。論文にはこの輝線のエネルギー中心は載っていなかったが、Origlia らの論文の著者の一人である Piero Ranalli 氏に頼んでこの輝線のエネルギーを求めていただいた。具体的にはこの RGS スペクトルについて連続成分に Si XIII, Mg XII, Mg XI に相当するガウシアンを足した形でフィッティングを行い、ガウシアンを中心のエネルギーとその誤差を求めて頂いた。*XMM-Newton* のデータは 2001 年観測のバックグラウンドの高い時間帯を除いた約 20 ksec のデータを用いた。バックグラウンドのスペクトルとしては *XMM-Newton* Science Operations Center から公開している標準的なバックグラウンドファイルを用いた。この結果は図 3.4 としてまとめている。青のラインがエネルギー中心値、水色はエネルギーの 90% 誤差の範囲である。約 2 eV から 5 eV の精度で RGS のエネルギーが求まった。

3.2.2 すざくのエネルギーゲイン

すざくの XIS のデータとしては 2005 年 10 月に 3 回観測されたものを足し上げて用いた。この観測の詳細は 4 章にある。すざくのイメージの X 線光度の最も高いところから直径 3 分の領域を抜き出したスペクトルが図 3.2 である。一見して分かるように非常に強い Ne X, Mg XI, Mg XII, Si XIII, Si XIV, S XV などの輝線が見られる。この中から先ほどの RGS との比較できる輝線として Mg XI(He-like Mg), Mg XII(H-like Mg), Si XIII(He-like Si) のエネルギーライン中心を求めた。具体的には 0.97 keV から 2.10 keV の間で連続成分を表すパワーローと輝線を表すガウシアンを和としてスペクトルを再現し、ガウシアンを中心エネルギーについては 90% 誤差も求めた。このフィッティング結果が図 3.3 である。エネルギー中心についての結果を図 3.4 としてまとめた。横軸は XIS センサーの XIS0, 1, 2, 3(うち XIS1 のみ裏面照射型 CCD, 他は表面照射型 CCD) であり、赤がフィッティングにより求めたすざく XIS の輝線エネルギーの中心とその誤差である。青の *XMM-Newton*RGS と同時に示してある。この結果からは、RGS と XIS の間での 1-2 keV のエネルギーゲインはほとんどが統計誤差の範囲内で重なり合っており、約 4 eV の精度で一致していると結論してよい。また、フィッティング結果図 3.3 からは特に XIS1 のエネルギー分解能が応答関数として取り込まれているものよりも良い傾向があることがわかった。用いた応答関数はエネルギー分解能の劣化(2.2.3 章参照)をとりこんだものであるが、これを全くエネルギー分解能が全く劣化していない応答関数を用いてフィッティングを行っても同じ傾向が見られた。M82 のエネルギー分解能について 3.5 にまとめた。H-like Ne や He-like Mg では

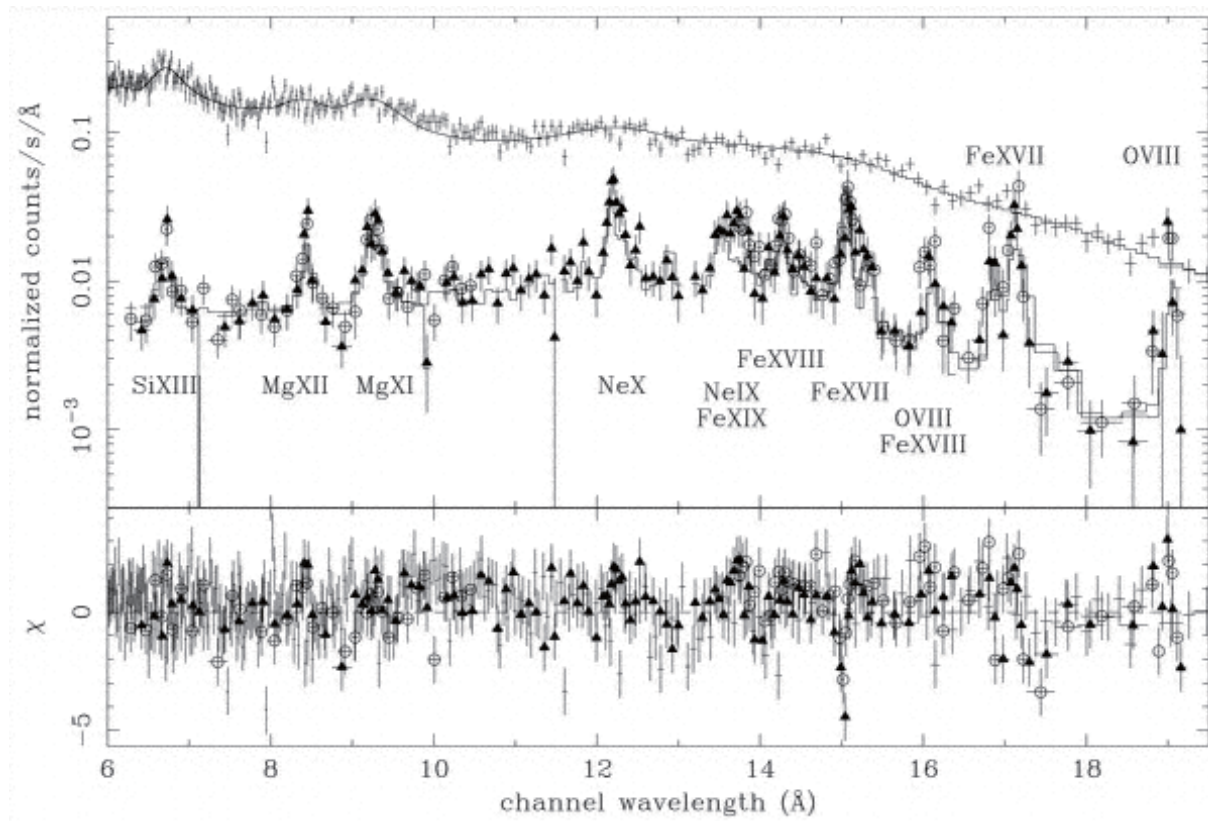


図 3.1 M82 中心領域 RGS のスペクトル

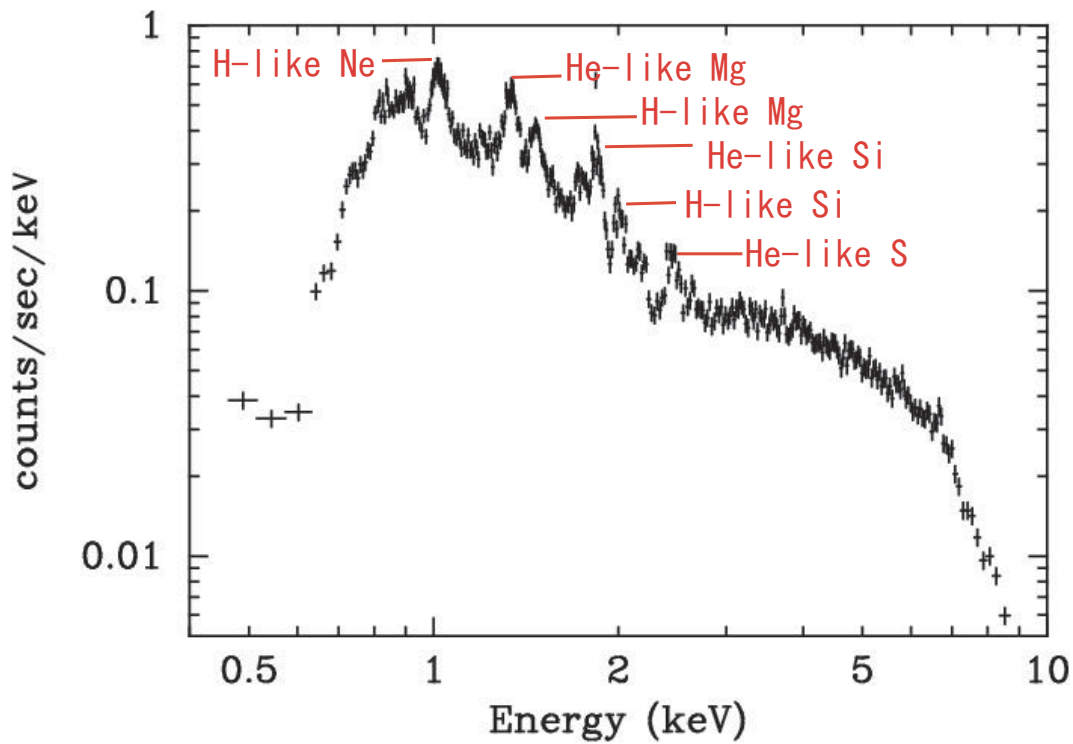


図 3.2 M82 中心領域 XIS0 のスペクトル

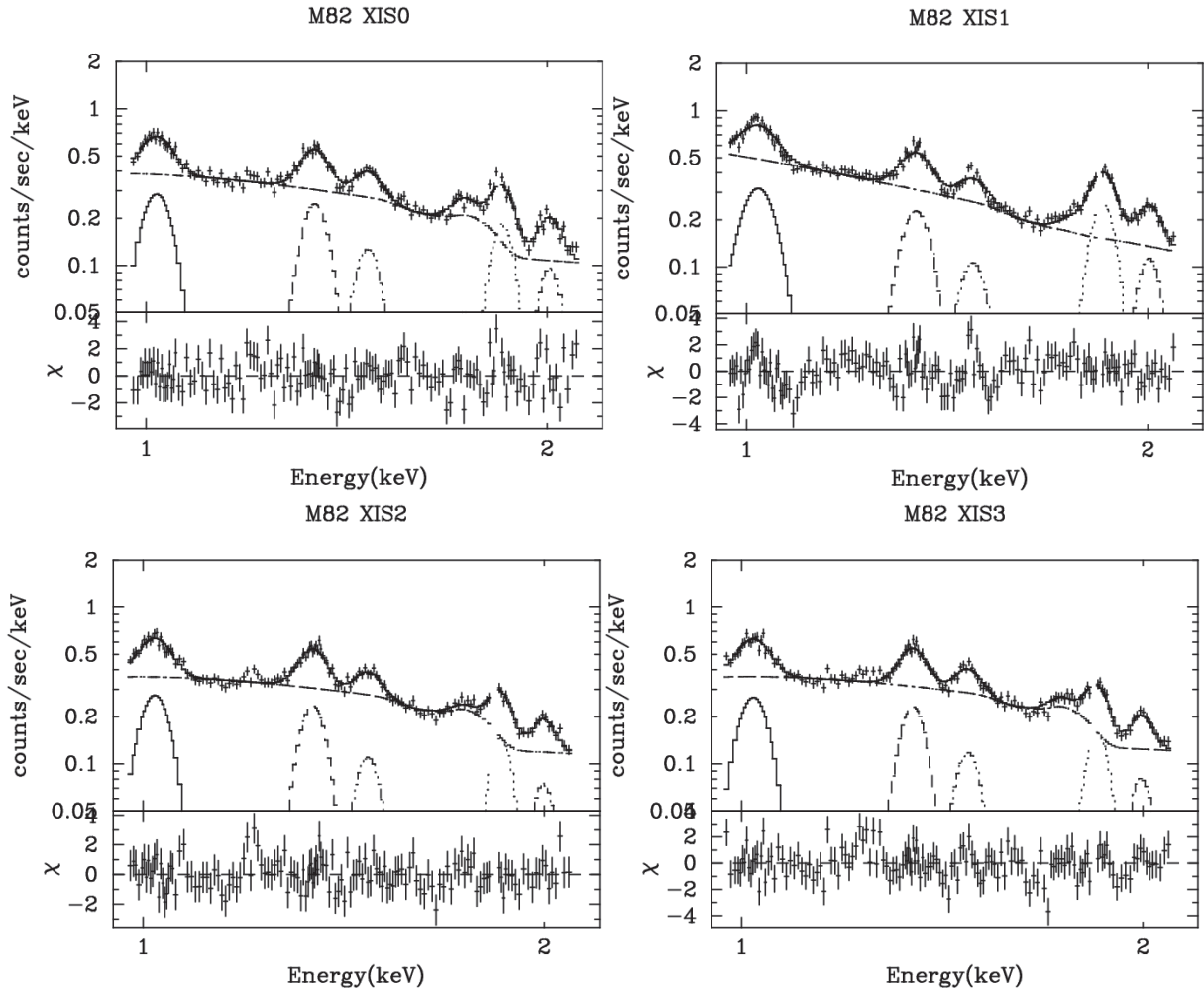


図 3.3 M82 中心領域 XIS のスペクトルフィット

応答関数と一致しているが H-like Mg, He-like Si では XIS センサーによって大きな差がみられる。この点については他の明るい天体を用いてエネルギー分解能の妥当性を今後調査する必要がある。

3.3 NGC4636 銀河を用いたエネルギーゲインの較正

NGC4636 は乙女座銀河団に属する巨大楕円銀河である。X線でも多数の輝線があることが知られており、*XMM-Newton*RGS, すざく XIS 双方の観測がある。

3.3.1 *XMM-Newton*RGS のエネルギーゲイン

*XMM-Newton*RGS の観測については既に Xu らが論文としてまとめている ([Xu (2002)])。観測は 2000 年の 7 月と 2001 年の 1 月に行われ、総計で 64ksec のデータの結果である。図 3.6 がこの論文に載っている RGS のスペクトルで Ne, Mg などの高階電離の輝線が受かっている。論文には輝線中心エネルギーの値が載っているのをこれを XIS と比較することにした。この RGS の値は図 3.9 の青線 (誤差は水色) として示した。

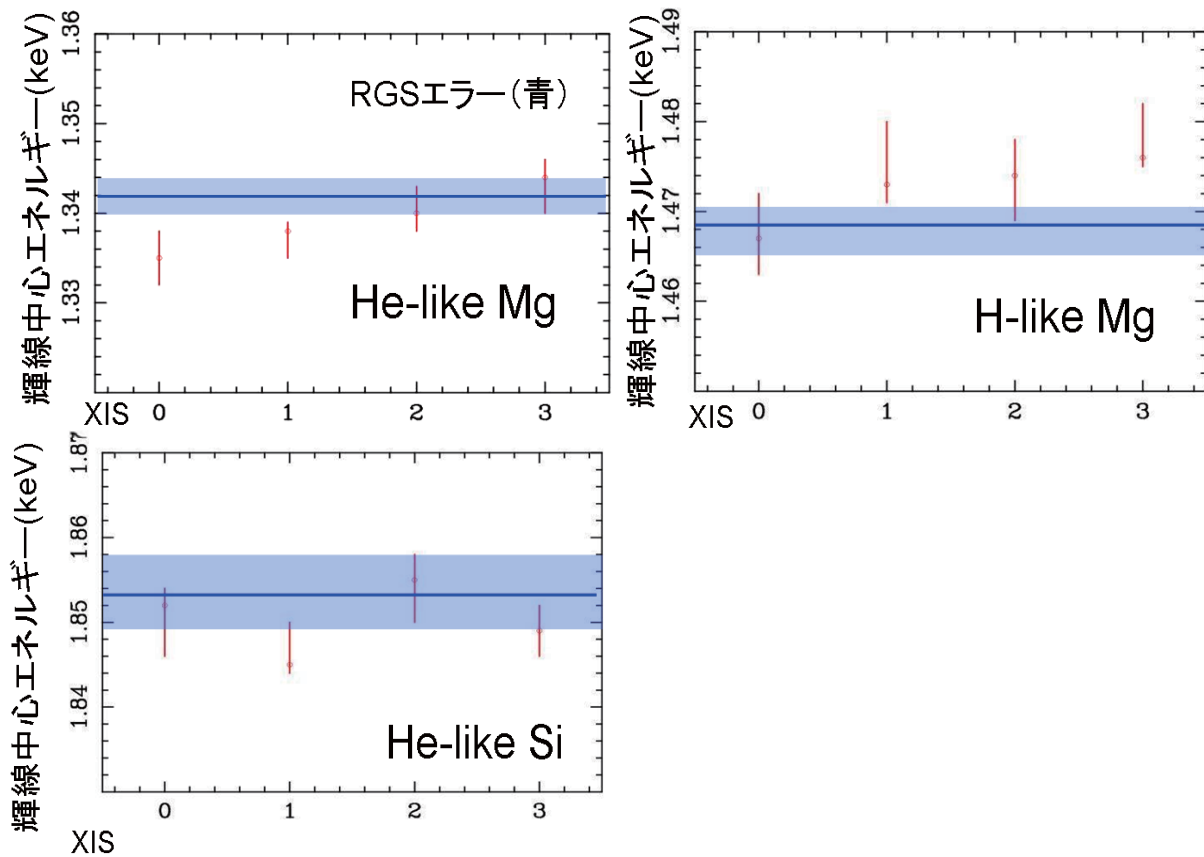


図 3.4 M82 エネルギー中心, XIS と RGS の比較

3.3.2 すざくXIS のエネルギーゲイン

NGC4636 はすざくで 2005 年 12 月に観測がされており、データとして用いることの出来る観測時間は 81 ksec である。データはすざくチーム向けに公開されているので、このデータの解析を行った。図 3.7 は NGC4636 の XIS0 のスペクトルである。Si XIII の輝線が強く、Mg XII, Mg XI の輝線もみられる。この中で Mg XII, Mg XI についてフィッティングを行ったのが図 3.8 である。連続成分を表すパワーローに Mg XI, Mg XII を表すガウシアンを加えてスペクトルを再現した。そして Mg XI について輝線の中心エネルギーとこの 90% 誤差を求めた。この結果が図 3.9 である。RGS は Mg XI についてのみ中心エネルギーが論文で報告されており、このラインを使った結果、RGS と XIS のエネルギー中心は統計誤差の範囲内で一致している。

3.4 NGC5044 銀河を用いたエネルギーゲインの較正

NGC5044 は巨大楕円銀河であり、X 線スペクトルには Si, Mg などの高階電離輝線が見られる。既に XMM-Newton RGS の結果が Tamura らにより報告されており ([Tamura (2003)])、すざくの観測もある。NGC5044 についても XIS と RGS での比較を行う。

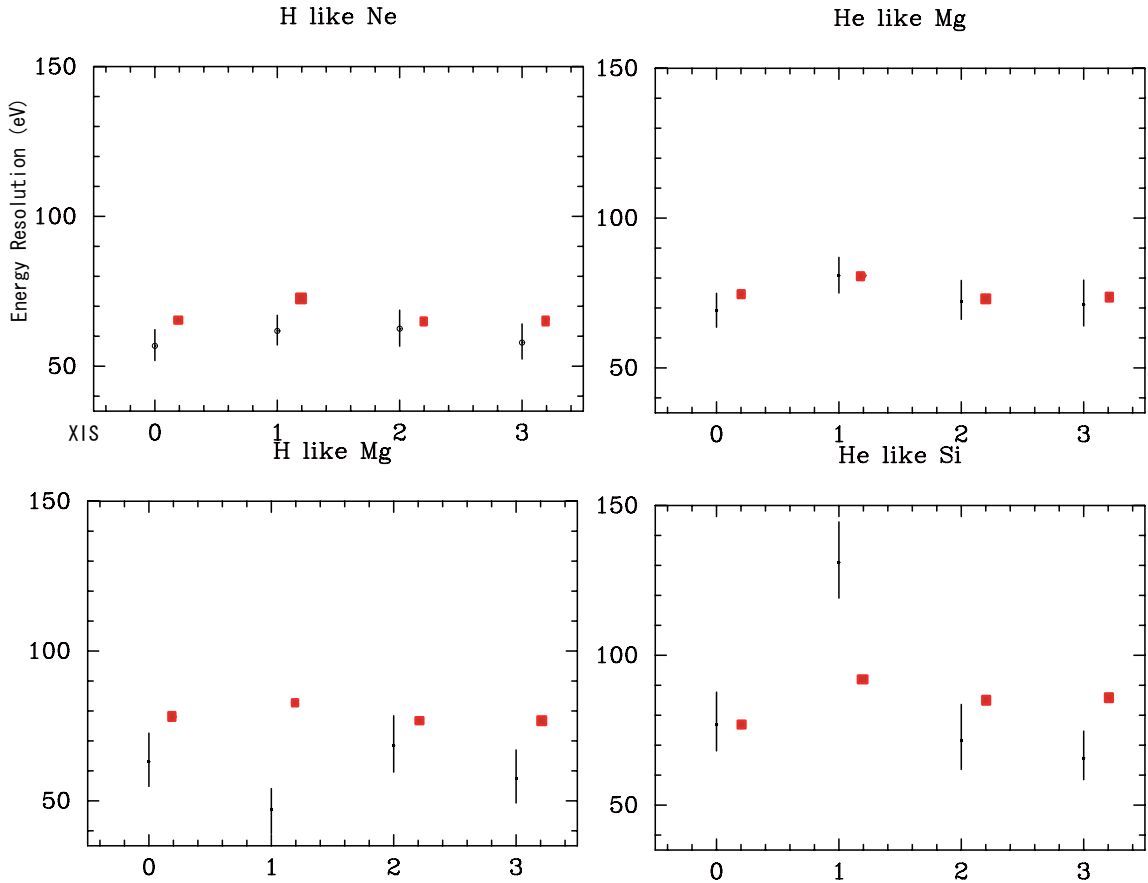


図 3.5 M82 エネルギー分解能のフィット結果。横軸は XIS のセンサー。縦軸はエネルギー分解能。黒は M82 のデータをフィットして得られた観測結果。赤は現行の応答関数で取り込まれている 2005 年 10 月時点でのエネルギー分解能。

3.4.1 XMM-NewtonRGS のエネルギーゲイン

Tamura らの論文 ([Tamura (2003)]) では、RGS のスペクトル解析は行っていたが、検出された輝線のエネルギー中心までは報告されていなかった。そこで Tamura 氏から論文に載っている RGS のスペクトルを頂き、この解析を行った。XMM-Newton の観測は 2001 年 1 月に行われ、RGS の有効観測時間は 22 ksec である。論文に載っている RGS スペクトルを図 3.10 に示す。Si, Mg などの高階電離輝線が受かっている。これをガウシアンと連続成分でフィットした様子が図 3.11 である。この結果については図 3.14 に青線 (90% エラーは水色) で示した。

3.4.2 すざく XIS のエネルギーゲイン

すざくでは 2006 年 7 月に NGC5044 の観測が行われている。このデータは現在一般には公開されていないが観測提案者の松下恭子氏に XIS の中心半径 4 分角のスペクトルを頂き、この解析を行った。有効観測時間は 19.7 ksec である。XIS0 のスペクトルを図 3.12 に示す。Mg や Si の高階電離の輝線が含まれる。これらから RGS との比較の出来る Mg XI, Mg XII, Si XIII の輝線中心とその 90% 誤差をもとめることにした。連続成分を表すパワーローと輝線を表すガウシアンでスペクトルを再現した結果が図 3.13 である。この結果をまとめたのが図 3.14 である。Mg XI, Mg XII については統計誤差の範囲内でよく一致している。しかし Si XIII

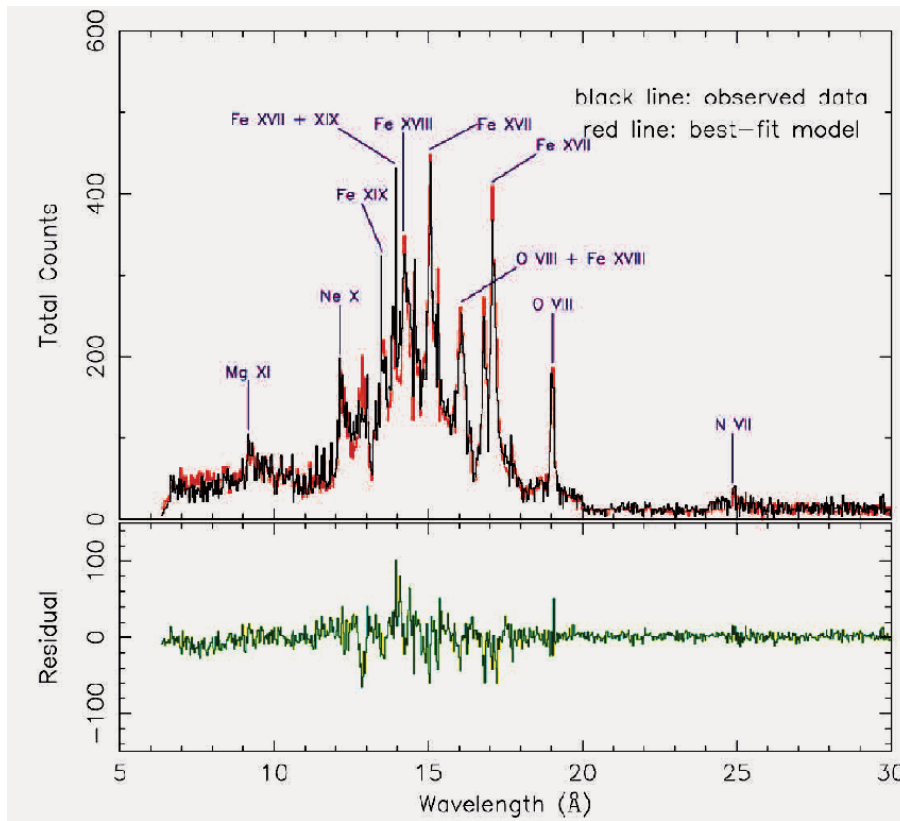


図 3.6 RGS1 と RGS2 を足し合わせた NGC 4636 のスペクトル (黒)。赤はベストフィットモデル。下段はこの残差。

については XIS と RGS の間におよそ 40 eV の有意な差が見られる。RGS の統計は検出限界ぎりぎりにあることからあまりよいものではないが、XIS での輝線の中心エネルギーおよそ 1.825 keV は M82 或いは理論的な Si XIII の値と比較しても 30 eV 程度低い。

NGC5044 は打ち上げ後一年ほど経過しているので M82 で合っていたエネルギーゲインがずれてしまっている可能性がある。今後、強い輝線を発する天体で定期的にエネルギーゲインを調べていき、必要があれば補正することが必要とされる。

3.5 XIS の 1-2 keV 付近エネルギーゲインの現状のまとめ

以上の結果をまとめると、XIS の中程度のエネルギーについては 2005 年 10 月、12 月の段階では RGS との有意な差は見られなかった。エネルギー分解能については特に XIS 1 で現行の応答関数よりもガウシアン幅が細い傾向が見られたのでこれは今後輝線の強い天体で調査していく必要がある。

2006 年 7 月の段階では He-like Mg (~1.34 keV), H-like Mg (~1.47 keV) 付近では統計誤差の範囲内でエネルギーゲインは RGS と一致していたが、He-like Mg (~1.85 keV) については 40 eV 近くの不一致が見られた。打ち上げ後一年近く経っているなのでこの付近のエネルギーゲインが次第にずれてしまった可能性がある。エネルギーゲインは放射線損傷により時間変化するものであるので今後も輝線の強い M82 などを較正天体として定期的に観測して、ゲインを確認していくことが必須である。

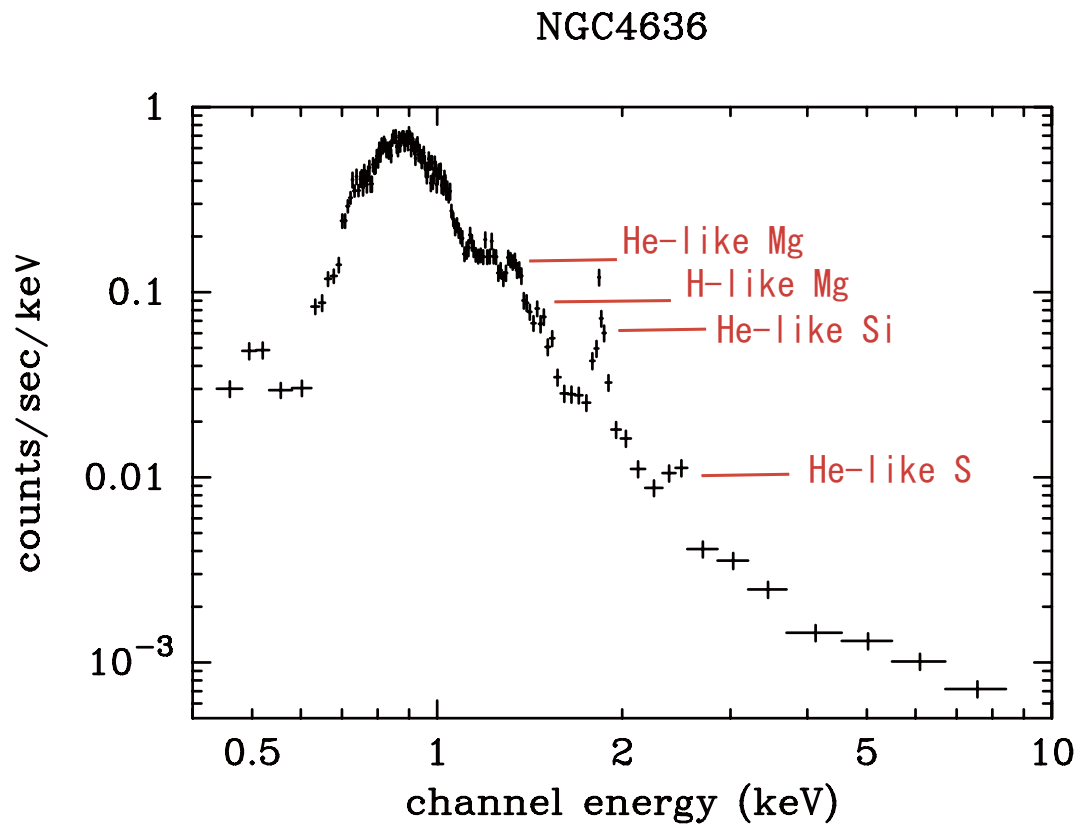


図 3.7 NGC4636 中心領域 XIS0 のスペクトル

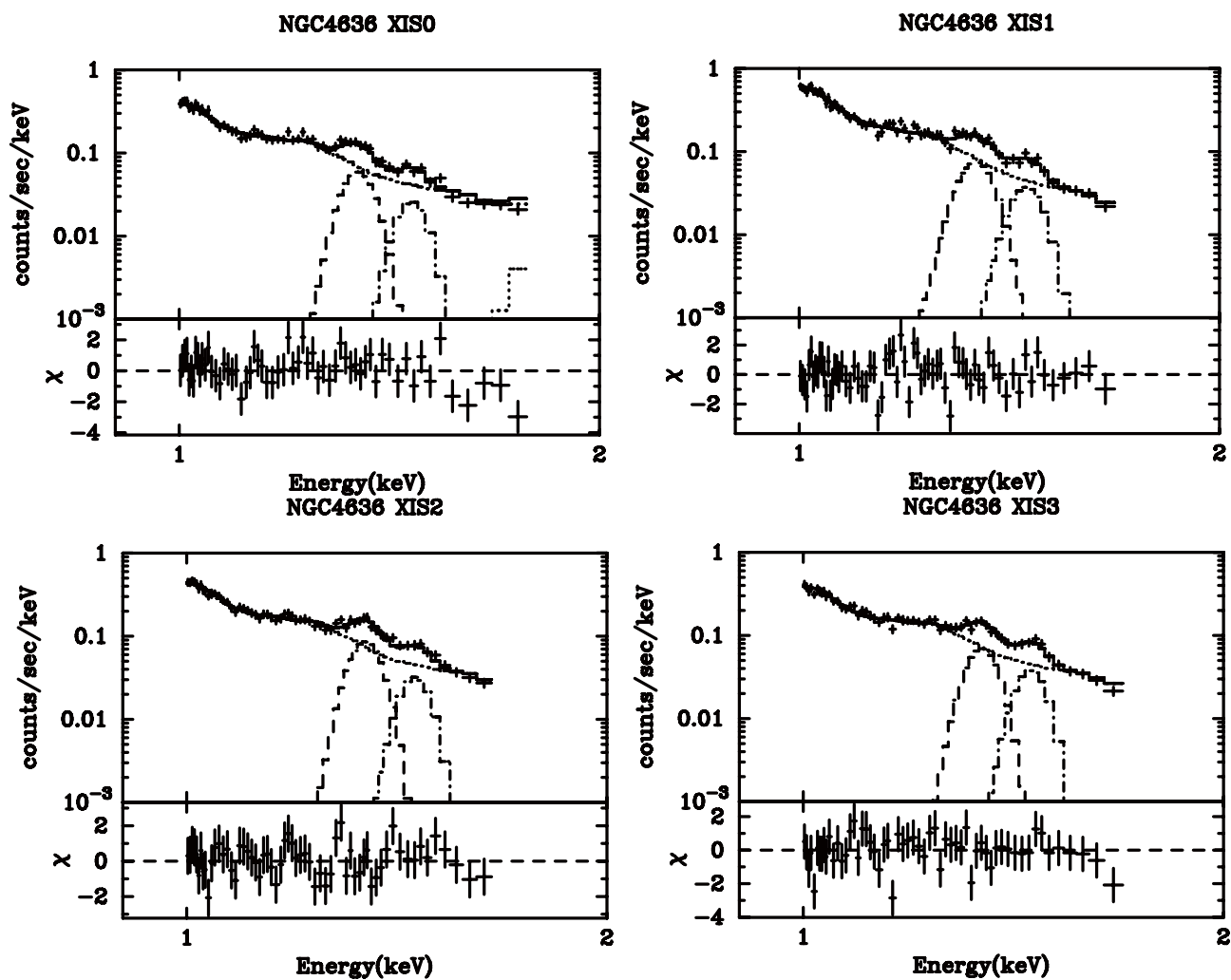


図 3.8 NGC4636 中心領域のスペクトルフィット

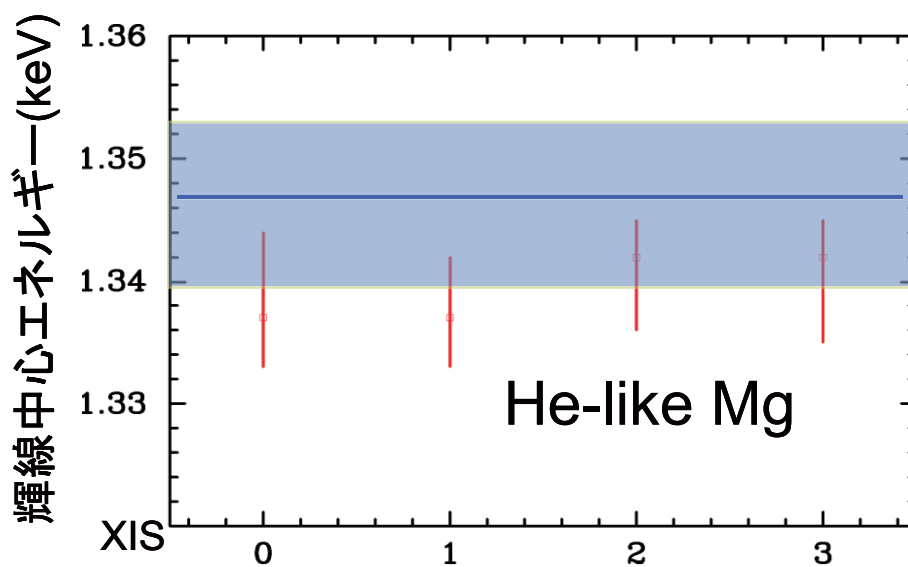


図 3.9 NGC4636 輝線中心エネルギーの比較

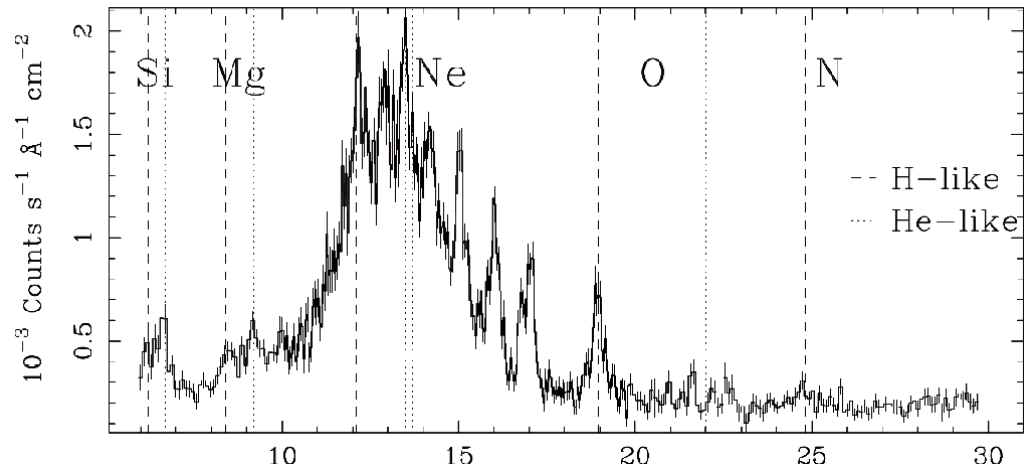


図 3.10 NGC5044RGS のスペクトル

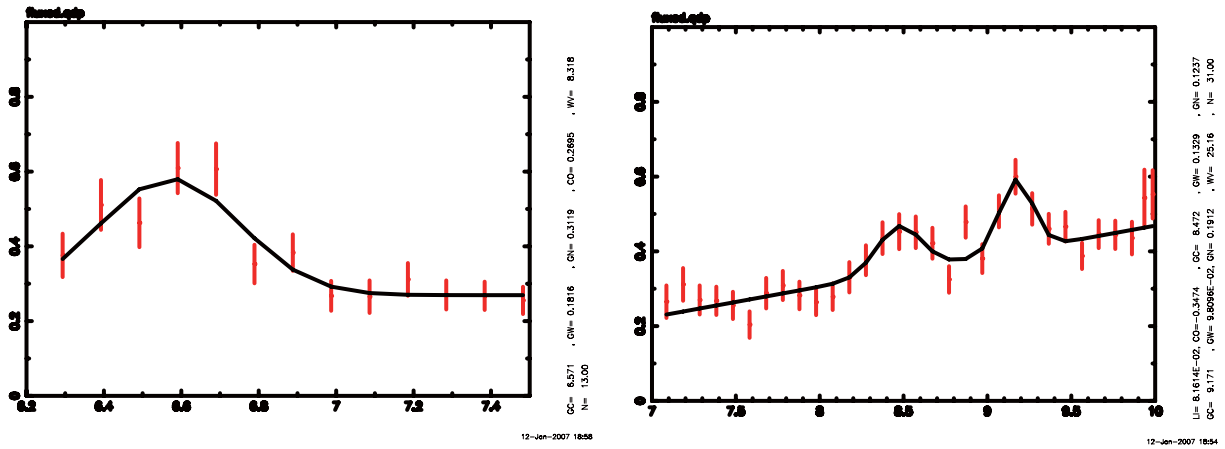


図 3.11 NGC5044RGS のスペクトルフィット。図 3.10 の拡大図である。縦軸の単位は $10^{-3} \text{Counts s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ 、横軸は \AA 。

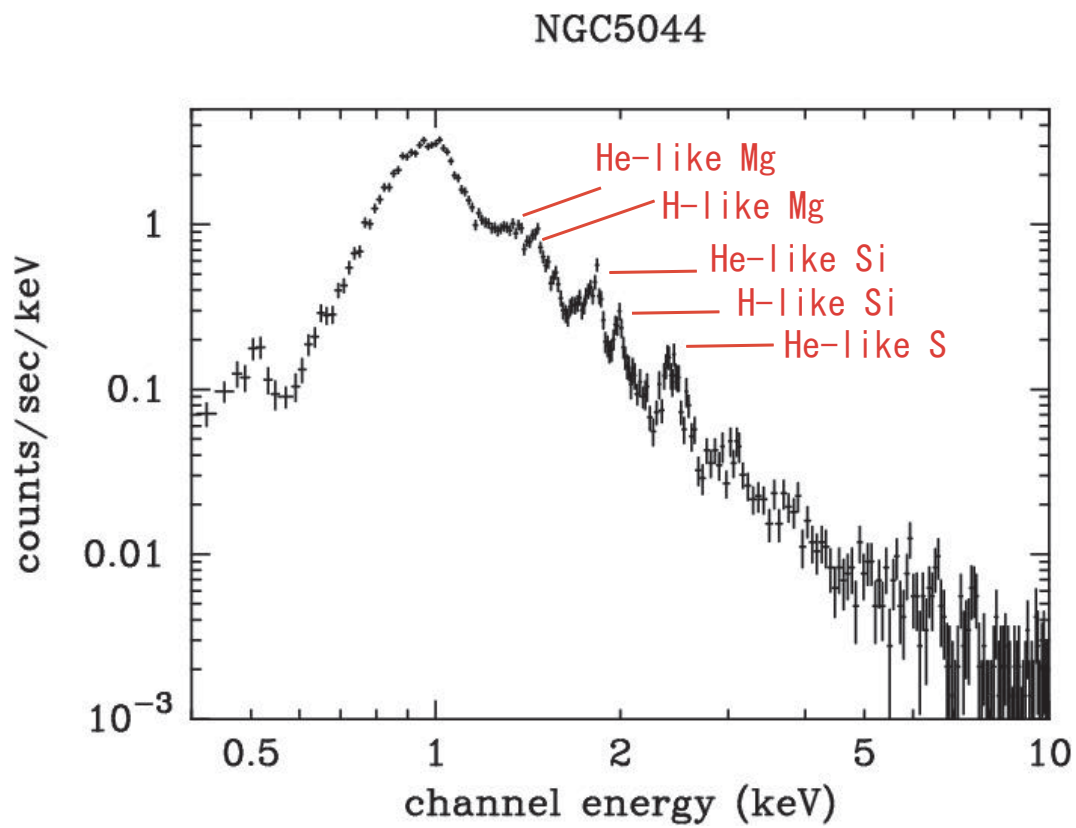


図 3.12 NGC5044 中心領域 XIS0 のスペクトル

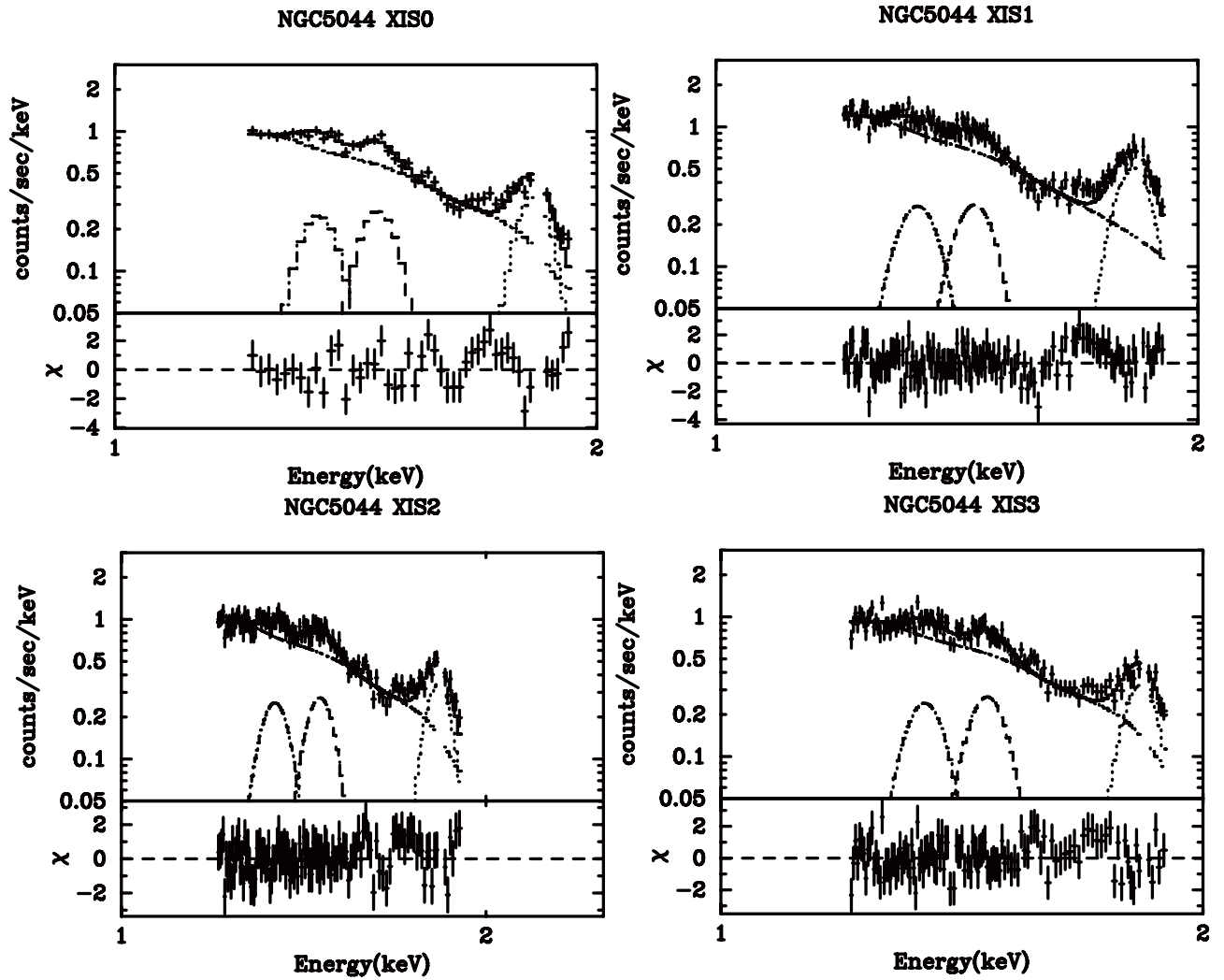


図 3.13 NGC5044 中心領域のスペクトルフィット

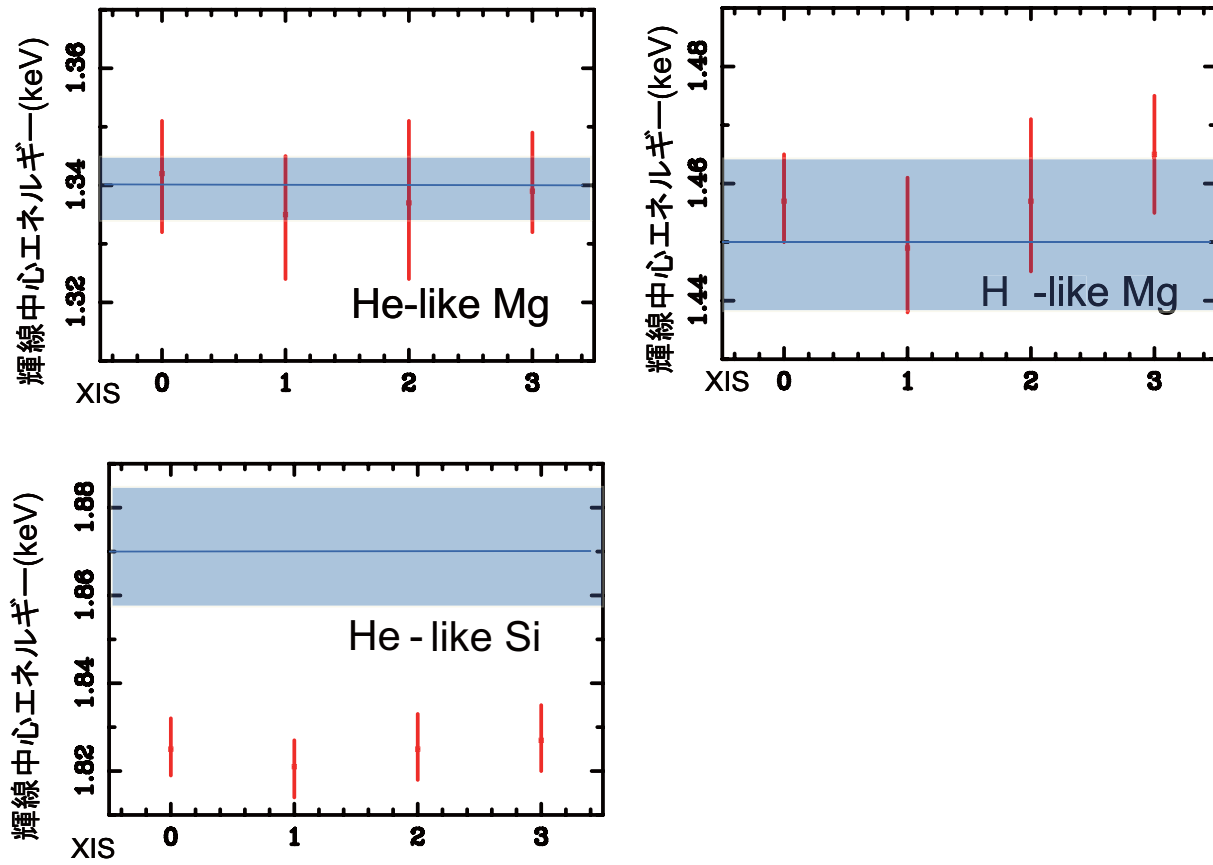


図 3.14 NGC5044 輝線中心エネルギーの比較

第4章

M82 銀河 Cap 領域の解析およびその結果

4.1 M82 観測データの処理

4.1.1 すざくXISデータの一次データ処理

すざくによる Cap 領域を含む M82 銀河の観測は3回行われた。この全ての観測において XIS のクロッキングモードはノーマル、エディットモードは 3x3 または 5x5 で行われた (2.2.3 参照)。観測の詳細は表 4.1 である。以後の一次データ処理に用いたソフトウェアは XSELECT のバージョン 2.3 である。データ処理としてはまず elevation angle ^{*1} 5 度以上と、day earth elevation^{*2}20 度以上、及び南大西洋上空の地磁気異常地帯 (South Atlantic Anomaly : SAA) を衛星が通過中の時間帯のデータを省いてあるデータを用いた。このデータをもとに、まずテレメトリが飽和している時間帯を Good Time Interval(GTI) のデータを用いて除いた。これらの GTI ファイルはすざくの公式の Web ページ^{*3} で XIS チームから公開されているものである。次に、hot pixel^{*4} と flickering pixel ^{*5} を除いた。更に、我々は衛星の姿勢が安定していない時間帯のデータも除いた。これらのデータを除いたあと、データには飽和している時間帯が無いことを確認し、明るい X 線放射源がない領域のライトカーブから有意な時間変動が無いことを確認した。我々は3回の観測、3x3 モード、5x5 モードのデータを XIS のセンサーごとにたしあげた。これらの操作のあと、正味の観測時間は BI, FI について各々 109 ksec であった。

表 4.1 すざくと XMM-Newton の M82 の観測詳細

Instrument	Seq. No.	Observation Start Date	Effective Exposure
XIS	100033010	2005/10/04	36.8 ks
	100033020	2005/10/19	41.7 ks
	100033030	2005/10/27	30.5 ks
EPIC-pn	0206080101	2004/04/21	53.0 ks
EPIC-MOS	0206080101	2004/04/21	65.0 ks

^{*1} 衛星から見た、天体と地球のふちが成す角度

^{*2} 衛星から見た、天体と地球の太陽が当たっている領域とのなす角度の最小値

^{*3} <http://www.astro.isas.jaxa.jp/suzaku/>

^{*4} 暗電流が常に大きい CCD のピクセル

^{*5} 暗電流が時々大きくなる CCD のピクセル

4.1.2 XMM-Newton EPIC データの一次データ処理

XMM-Newton では Cap を含む M82 銀河の観測が 2 回行われた。このうち今回の論文では 2 回目の観測のみを用いた。この詳細は表 4.1 である。2 回目の観測のみを用いた理由は以下の 2 点である。まず、最初の観測は 2001 年の 5 月 6 日に行われ、有効観測時間は 20-30 ksec あるが、2 回目の観測は 2004 年 4 月 21 日に行われ、有効観測時間は 59-65 ksec であった。2 回目の観測時間は初回の 2 倍から 3 倍ある。加えて、EPIC-MOS のエネルギー分解能が 2002 年の 11 月に EPIC の温度を -100 度から -120 度に下げることにより大幅に改善されたことから、単純にデータを足しあげると正確にエネルギー分解能を評価できないためである。

EPIC の MOS 検出器と pn 検出器は XMM-Newton の標準的な解析ソフトウェアである Science Analysis System (SAS) のバージョン 6.0.0 を用いてデータ処理を行った。まず、バックグラウンドの高い時間を除外した。これは 2.3.3 章で述べた時間変動の大きい粒子によるバックグラウンドの高い時間帯を除くことに相当する。具体的には MOS 検出器については 10-15 keV のエネルギーバンドで 0.3 counts/sec 以上の時間、pn 検出器については同じエネルギーバンドで 1.0 counts/sec 以上のカウントレートの時間帯をバックグラウンドが高いとして除外した。これらの 1 次データ処理の結果、MOS 検出器については 59 ksec、pn 検出器については 65 ksec のデータが得られた。

4.2 イメージ解析

図 4.1 と図 4.2 は 0.3-2keV のエネルギーバンドの M82 の X 線画像であり、おのおのすざくの XIS (BI) と XMM-Newton の MOS (MOS1 + MOS2) から得られたものである。

すざく XIS と XMM-Newton EPIC の位置あわせ

M82 の X 線放射は 3-10 keV では超高光度の X 線源 M82 X-1 が圧倒的に強い ([Matsumoto, Tsuru (1999), Matsumoto et al. (2001)])。そこですざくと XMM-Newton で 3-10 keV で X 線光度のピークの位置 (これが M82 X-1 の位置に相当する) を調べてみるとすざくでは $(\alpha_{2000}, \delta_{2000}) = (9^h 55^m 47.0^s, 69^\circ 40' 07'')$ であり、XMM-Newton では $(9^h 55^m 50.6^s, 69^\circ 40' 55'')$ であり、一致していない。もう一つ、視野内には明るい点源 (図 4.1 で B と示されている) があるが、この点源の座標はすざくでは $(9^h 55^m 11.5^s, 69^\circ 46' 55'')$ であったが、XMM-Newton では $(9^h 55^m 14.8^s, 69^\circ 47' 36'')$ であり、やはり一致していない。XMM-Newton の絶対的な位置精度は 1" 未満であることを考えると、すざくの座標は約 $(3.7^s, 39.5'')$ ずれていることになる。我々はすざくの座標自体を $(-3.7^s, -39.5'')$ 平行移動させることにより、点源の位置を合わせ、座標あわせを行った。

イメージ解析

Cap 領域からは明らかな広がった X 線放射が、図 4.1, 図 4.2 とともに見られる。これがこの論文のターゲットとなる領域である。XMM-Newton からは "C" と書かれた点源が $(\alpha_{2000}, \delta_{2000}) = (9^h 55^m 27.7^s, 69^\circ 52' 1'')$ が見られる。この点源 C はすざくのイメージでは明らかに見えない (図 4.1)。Cap の放射に加え、図 4.1、図 4.2 両方からは、Cap と M82 をつなぐ領域からも明らかな放射が見られる。これはすでに Steavens らにより報告されている ([Stevens, Read, Bravo-Guerrero (2003)])。われわれの予備的な XMM-Newton の解析からはこの領域のフラックスは 0.3-3keV で $8.9 \times 10^{-14} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ であった。

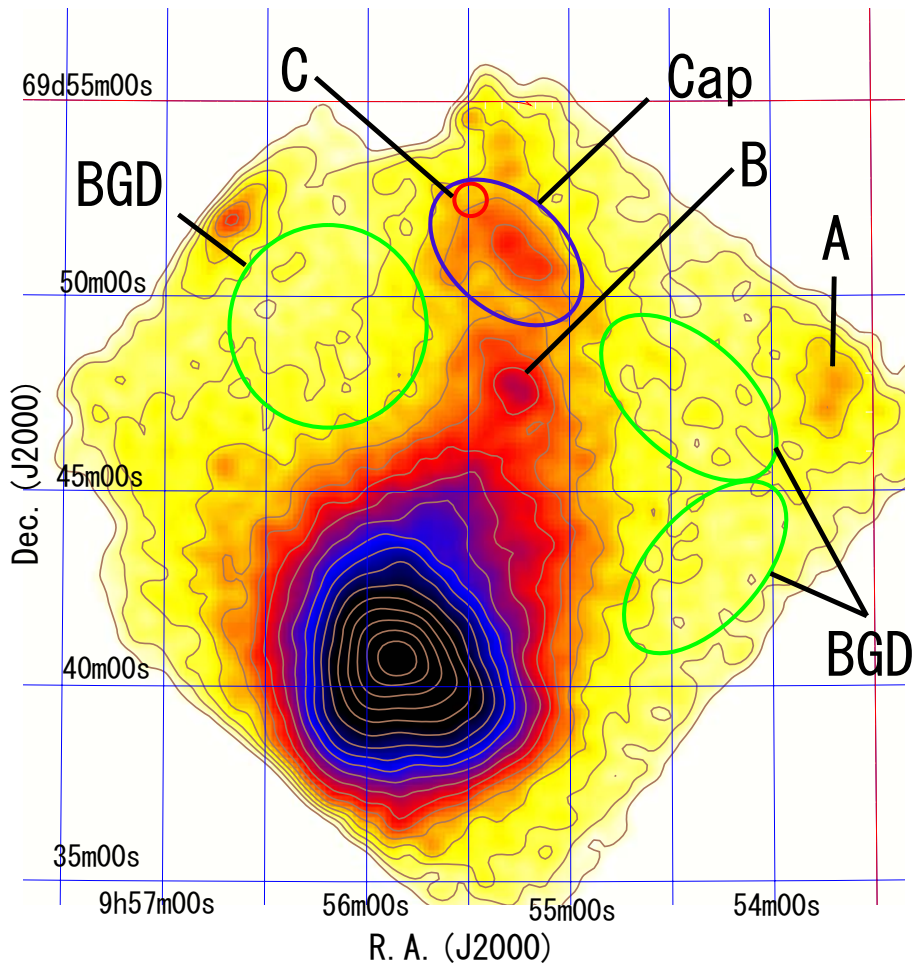


図 4.1 すざく XIS1 (BI) による M82 の X 線イメージ (0.3-2 keV)。最も X 線が強い (黒い) ところがほぼ M82 銀河中心に相当する。銀河面から $11'$ (11.6 kpc) 離れた位置 (Cap 領域) から広がった X 線放射が見られる。

図 4.1 中の A は $(\alpha_{2000}, \delta_{2000}) = (9^h 53^m 43.5^s, 69^\circ 47' 50.9'')$ に位置しており、広がった X 線源である。Gal らの観測によると銀河団 NSC J095337+694751 が赤方偏移 $z=0.221$ に存在し、この位置は $(\alpha_{2000}, \delta_{2000}) = (9^h 53^m 37.53^s, 69^\circ 47' 50.9'')$ である ([Gal et al. (2003)]) である。これより A は銀河団による X 線放射であると考えられる。

4.3 XMM-Newton 搭載 X 線 CCD 検出器 EPIC による Cap のスペクトル解析

EPIC の MOS と pn のデータは図 4.2 の領域からバックグラウンドとなるデータをとった。バックグラウンドを引く前、X 線光子のカウントは MOS について 2496 counts、pn について 3610 counts であった。ここで MOS のカウント数は MOS1 と MOS2 の 2 台の合計である。バックグラウンドを引いた後、X 線光子のカウントは MOS について 1602 counts、pn について 2458 counts であった。引いた後のフラックスは 0.3-3keV で $1.2 \times 10^{-13} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ であった。バックグラウンドを引いた後のスペクトルは図 4.4 である。スペクトルフィットの詳細についてはあとの章で述べる。

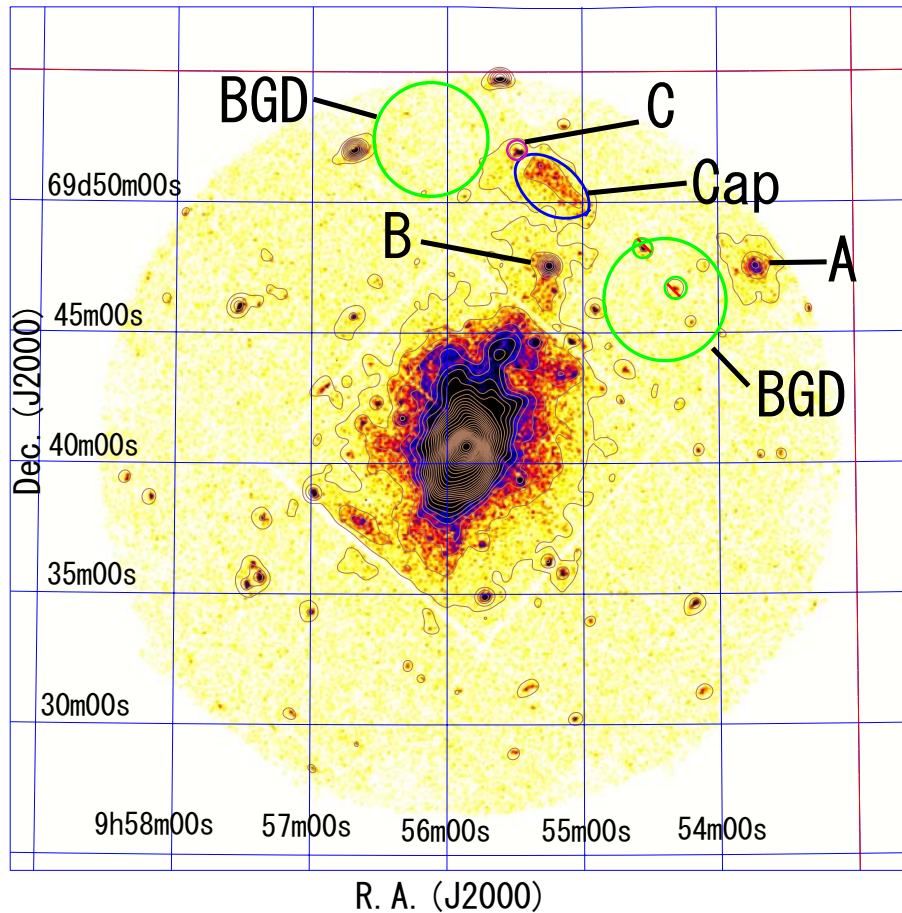


図 4.2 XMM-Newton EPIC による M82 の X 線イメージ (0.3-2 keV)。MOS1 と MOS2 のたしあげ。

4.4 XMM-Newton EPIC データによる点源 C のスペクトル解析

この論文の主な目的である Cap 領域の X 線分光解析は高精度の Cap のスペクトルを得ることにより達成される。しかしすざくの XIS を用いて Cap 領域に含まれる点源 C を切り分けるのは難しい。そこで我々は空間分解能のより優れた XMM-Newton を用いて点源 C の解析を行った。図 4.2 にある点源 C の領域からは X 線光子が MOS で 268 counts, pn で 402 counts 検出された。但し MOS については MOS1, MOS2 をたしあげた値である。この点源からは XMM-Newton 観測時間内での有意な時間変動は見られなかった。Cap と同様の領域をバックグラウンドとして引いたあと、カウント数は MOS で 192 counts, pn で 301 counts となり、フラックスは 1.6×10^{-14} ergs cm $^{-2}$ s $^{-1}$ であった。このバックグラウンドを引いた後の点源 C のスペクトルを図 4.3 に示す。

Cap 領域と点源 C のフラックスを比較すると、点源 C は Cap 全体のフラックスの 13% に相当する。これは Cap 領域では点源 C の寄与はそう大きくはないことを示している。我々は MOS と pn のこの領域のデータを 0.3-3.0 keV の範囲でフィットした結果、熱的に平衡状態にある光学的にうすいプラズマ 2 温度の和として X 線スペクトルを説明できた。(熱的成分のモデルは [Mewe, Gronenschild, van den Oord (1985)])。ベストフィットパラメータについては表 4.2 に与えてある。この熱的な特徴は白色矮星に特徴的なものである。ここで求めた点源 C のスペクトルは今後述べる全てのすざくの Cap のスペクトルにモデルとして固定して取り込む。

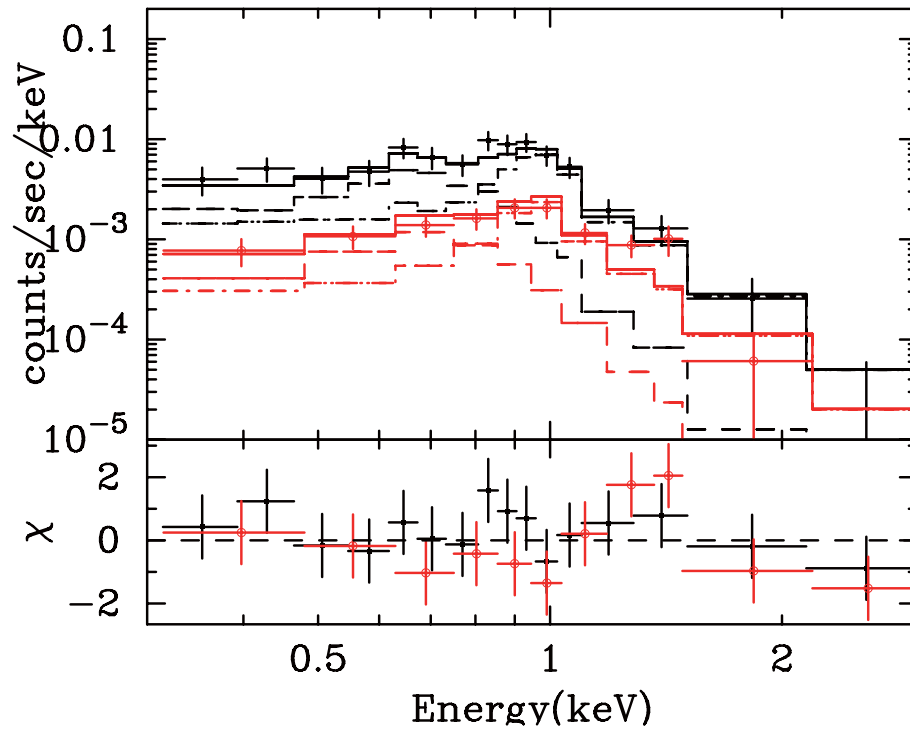


図 4.3 点源 C のスペクトル。黒は EPIC-pn、赤は MOS1 と MOS2 をたしあげたものを 1 台分になおした。

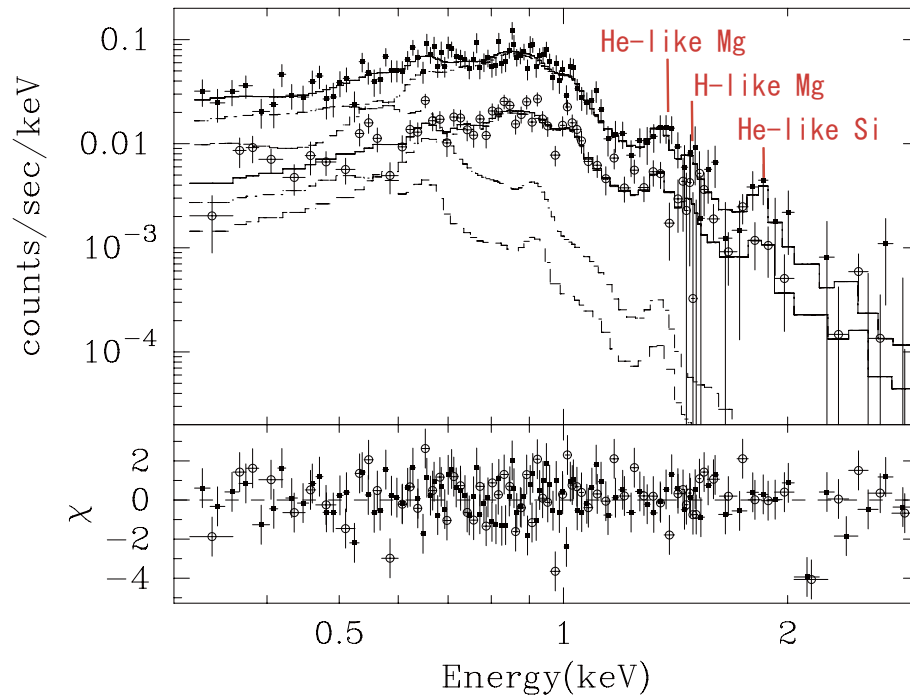


図 4.4 単純に Cap からバックグラウンド領域を引いた EPIC のスペクトル。ベストフィットの 2vMEKAL モデルも示してある。黒い四角は EPIC-pn、白い丸は MOS1 と MOS2 をたしあげたものを 1 台分に直した。

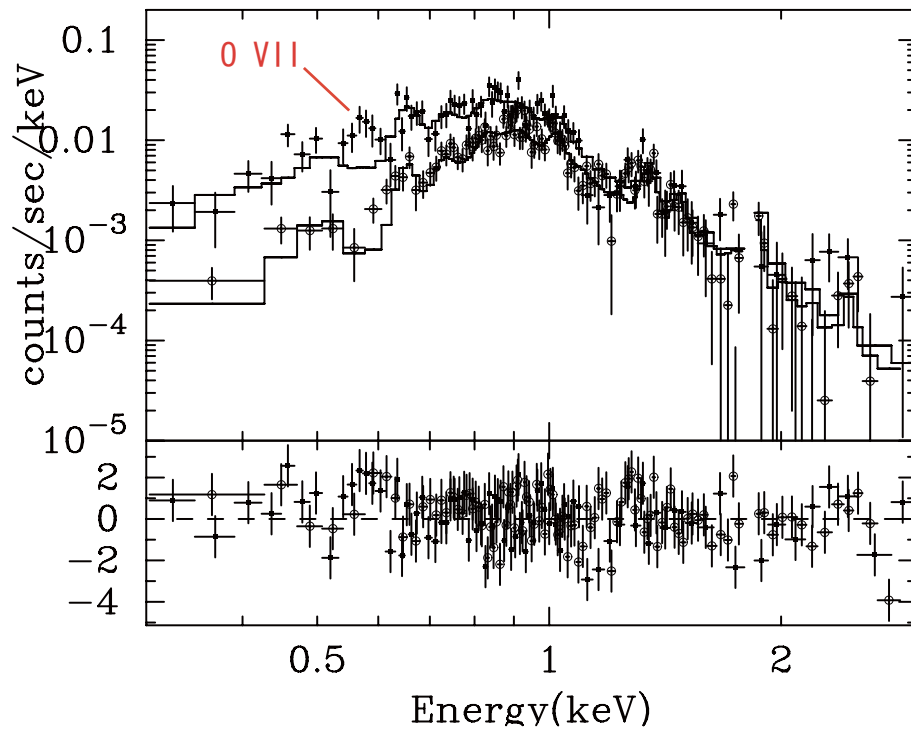


図 4.5 単純に Cap からバックグラウンドを引いた XIS のスペクトル。熱的プラズマ温度の結果。0.57 keV 付近に残差が見られる。黒い四角は BI (XIS1)、白い丸は FI (XIS0,2,3) をたしあげたものを 1 台分に直した。

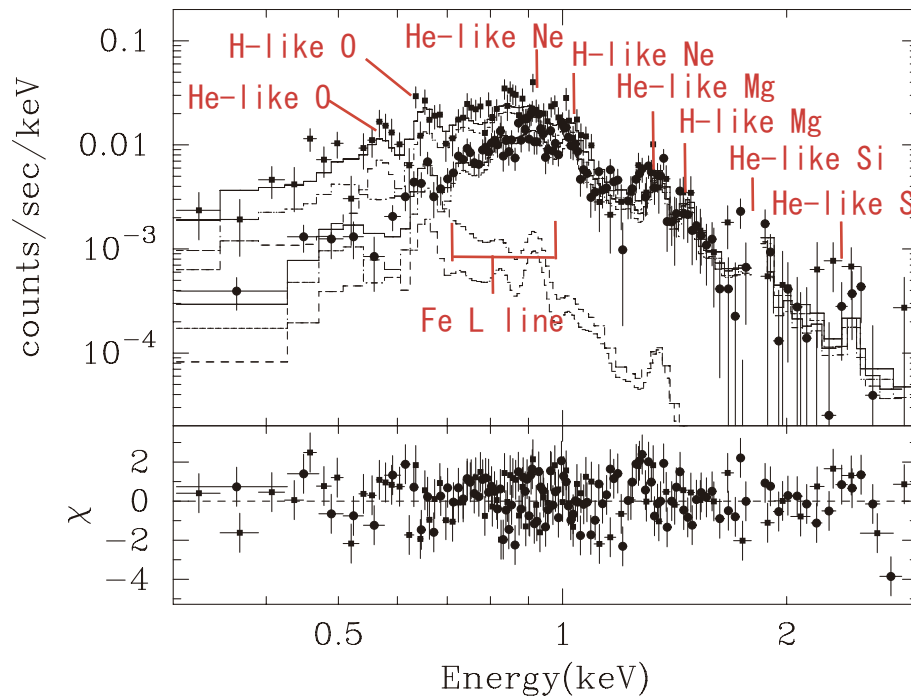


図 4.6 単純に Cap からバックグラウンドを引いた XIS のスペクトル。ベストフィットのプラズマ二温度 (2vMEKAL) モデルも示してある。黒い四角は BI (XIS1)、白い丸は FI (XIS0,2,3) をたしあげたものを 1 台分に直した。

4.5 すざくXISデータの解析手順

エネルギー中心ライン精度の確認

既に3章で述べたように、すざくXISのM82のデータは*XMM-Newton* RGSのデータと、輝線のライン中心の精度は4eV以下で一致していることを確認した。

領域の取り方

Capのバックグラウンド領域の取り方として以下の2点に注意した。一点目はXISの上方に置かれている可視光遮断膜(OBF)上の吸収体柱密度がXISの視野中心からの角度の関数になっていることである。2点目はXRTのビグネッティング(vignetting)であり、これも同様に視野中心からの角度の関数になっている。以上の理由から我々はCapとバックグラウンドの領域を視野中心から同じ距離になるようにとった。これにより、吸収物質やビグネッティングの較正の不定性による誤差を最小限にすることが出来る。

スペクトル解析：方法1

我々はXISでのバックグラウンドの引き算を以下に述べる2通りのやり方で行った。1つ目(方法1)は、最も単純な方法で、図4.1におけるCapの領域から面積を規格化したバックグラウンドの領域から引き算する方法である。バックグラウンドを引いたあとのFI及びBIのスペクトルは図4.6である。以後の解析では点源Cの寄与については*XMM-Newton*で求めたものを取り込む。

スペクトル解析：方法2

2つ目(方法2)は、少しでもスペクトルの質を上げるために考えた方法である。方法2では、まずバックグラウンド領域をフィットした後に、これをCapのフィットの中にモデルとして取り込む。この方法では、夜地球のデータを検出器由来のバックグラウンドとして用いた。(2.2.3参照)夜地球データとしては、すざくXISチームから公開された2005年9月から2006年5月までの797ksのデータを用いた。この夜地球データを用いて、最初に、Cap領域スペクトルから、CCD上でCap領域と全く同じ領域にあたる夜地球を引いた。以後このデータを”CAP-NTE”データと呼ぶ。次に、バックグラウンド領域から、CCD上でバックグラウンド領域と全く同じ領域にあたる夜地球を引いた。以後このデータを”BGD-NTE”データと呼ぶ。BGD-NTEデータは宇宙背景X線放射(cosmic X-ray background: CXB)と、軟X線バックグラウンド(soft X-ray background: SXB)が起源であると考えられる。そこでこれらの成分を決めるために、BGD-NTEのフィッティングを行った。一方、CAP-NTEのデータは実際のCapでの放射X線、点源Cの放射とCXB, SXBの合計であると考えられる。このうち最後の2つはBGD-NTEのデータにより特定することが出来る。点源Cは*XMM-Newton*により特定されている。よってこの2つのデータを用いて、Capのスペクトルを得ることが出来る。

ここでもし、BGD-NTEで得たデータを固定されたモデルとして取り込んでしまえば、バックグラウンドの統計エラーを無視することになる。そこでわれわれはBGD-NTEのデータを固定せずに、CAP-NTE中のバックグラウンド成分の共通するパラメータを固定せずに、CAP-NTEとBGD-NTEで同時フィッティングを行った。更に、より統計を上げるために、*XMM-Newton*のEPICもとりこんで同時にフィットを行った。

表 4.2 単純にバックグラウンドを引いた方法1のフィット結果。vMEKAL モデルのノーマリゼーションは $(10^{-14}/4\pi D^2) \int n_H n_e dV \text{ cm}^{-5}$ を単位とする。ここで V は体積、 D は距離。重元素アバundanceは太陽組成単位。吸収柱密度 N_H の単位は 10^{20} cm^{-2} 。ガウシアン・のノーマリゼーションの単位は吸収を受けていないフラックスで $10^{-6} \text{ ph cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ である。

Data	Point Source 'C'		The Cap
Instruments	EPIC		EPIC & XIS
Model	2vMEKAL	1vMEKAL+1GAUS	2vMEKAL
N_H	0 (fixed)	< 1.26 (90%), < 1.91(99%)	< 6.4 (90%), < 9.0 (99%)
$k_B T(\text{keV})$	$0.28^{+0.05}_{-0.05}$	$0.63^{+0.02}_{-0.01}$	$0.21^{+0.06}_{-0.09}$
Norm.	2.66×10^{-6}	5.27×10^{-5}	1.01×10^{-5}
$k_B T(\text{keV})$	$0.99^{+0.11}_{-0.16}$...	$0.63^{+0.02}_{-0.02}$
Norm.	4.48×10^{-6}	...	4.51×10^{-5}
O	1 (fixed)	$1.33^{+0.11}_{-0.27}$	$1.15^{+1.00}_{-0.27}$
Ne	1 (fixed)	$0.99^{+0.28}_{-0.21}$	$1.31^{+0.43}_{-0.37}$
Mg	1 (fixed)	$1.37^{+0.28}_{-0.23}$	$1.81^{+1.02}_{-0.41}$
Si	1 (fixed)	$0.71^{+0.40}_{-0.38}$	$0.96^{+0.51}_{-0.48}$
Fe	1 (fixed)	$0.42^{+0.05}_{-0.03}$	$0.54^{+0.13}_{-0.07}$
LineE (keV)	...	$0.575^{+0.010}_{-0.016}$...
Norm.	...	$3.86^{+1.43}_{-1.16}$...
$\chi^2/\text{d.o.f.}$	22.55/22	479.4/359	478.2/359

4.6 すざくXIS と XMM-NewtonEPIC を合わせたスペクトル解析結果

4.6.1 方法1の結果

熱的プラズマ1温度の結果

図 4.4 と図 4.6 は、バックグラウンドを引いた Cap 領域の EPIC と XIS のスペクトルである。XIS のスペクトルにははっきりと、O VII (0.57 keV), O VIII (0.65 keV), Ne X (1.02 keV), Mg XI (1.34 keV), Mg XII (1.47 keV), 及び Fe の L 殻からの輝線を検出できた。まず我々は XIS のスペクトルを吸収を受けた1温度熱的プラズマでフィットした。モデルとしてはXSPECのvMEKALという熱的プラズマを用いた ([Mewe, Gronenschild, van den Oord (1985)])。3 keV 以上は有意なフラックスは無かったので、これ以上を無視した。1温度でフィットした結果、温度は0.6 keV程度となったが、どうしてもO VII (0.57 keV)に残差が残ってしまい、アバundanceを変化させてみても十分にXISの観測データを説明することは出来なかった。この1温度のフィット結果を図 4.5 に示す。EPICのデータについても、0.57 keV 付近に残差が残る。O VIIのラインエミシビティは、0.6 keVの時は、0.17 keVのわずか2%である(0.17 keVは最もO VIIのラインエミシビティが大きいエネルギーである)。以上より、O VIIの残差を説明するためには、他のモデルを加えてやる必要がある。

熱的プラズマ1温度+ガウシアンの結果

初めに、1温度の熱的プラズマに、O VIIに相当する0.57 keV付近を中心とするガウシアンを加えた。この結果は表 4.2 にあり、残差は解決された。カイ2乗/自由度の値も、一温度のみでは503.2/361であっ

表 4.3 CAP-NTE と BGD-NTE の同時フィッティングの結果 (方法その 2)。バックグラウンド領域の、Cap 領域に対する面積比は 4.34 である。vMEKAL モデルのノーマリゼーションは $(10^{-14}/4\pi D^2) \int n_H n_e dV \text{ cm}^{-5}$ である。ここで V は体積、 D は距離。重元素アバダンスは太陽組成単位。吸収柱密度 N_H の単位は 10^{20} cm^{-2} 。ガウシアン of ノーマリゼーションの単位は吸収を受けていないフラックスで $10^{-6} \text{ ph cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ である

Model	BGD-NTE		The Cap		
	2vMEKAL +1POW	1vMEKAL +1GAUS	2vMEKAL	2vAPEC	3vMEKAL
N_H	4 (fixed)	< 1.28 (90%), < 1.89 (99%)	4 (fixed)	4 (fixed)	4 (fixed)
$k_B T$ (keV)	$0.64^{+0.04}_{-0.04}$	$0.63^{+0.01}_{-0.01}$	$0.63^{+0.02}_{-0.02}$	$0.64^{+0.02}_{-0.02}$	$0.71^{+0.04}_{-0.08}$
Norm.	3.57×10^{-5}	6.18×10^{-5}	5.96×10^{-5}	6.22×10^{-5}	3.61×10^{-5}
$k_B T$ (keV)	$0.20^{+0.02}_{-0.02}$...	$0.20^{+0.01}_{-0.01}$	$0.23^{+0.03}_{-0.05}$	$0.13^{+0.08}_{-0.03}$
Norm.	3.85×10^{-5}	...	1.45×10^{-5}	2.48×10^{-5}	1.56×10^{-5}
$k_B T$ (keV)/ Γ	$1.27^{+0.09}_{-0.09}$	$0.44^{+0.10}_{-0.17}$
Norm.	4.26×10^{-5}	2.40×10^{-5}
O	1 (fixed)	$1.30^{+0.13}_{-0.18}$	$1.11^{+0.33}_{-0.32}$	$0.76^{+0.27}_{-0.20}$	$1.36^{+0.29}_{-0.47}$
Ne	$1.29^{+0.87}_{-0.68}$	$0.97^{+0.21}_{-0.19}$	$1.10^{+0.54}_{-0.40}$	$1.36^{+0.36}_{-0.40}$	$1.06^{+0.44}_{-0.44}$
Mg	$2.17^{+1.28}_{-0.77}$	$1.43^{+0.24}_{-0.22}$	$1.59^{+0.67}_{-0.48}$	$1.37^{+0.51}_{-0.36}$	$1.79^{+0.72}_{-0.56}$
Si	1 (fixed)	$0.92^{+0.37}_{-0.36}$	$1.03^{+0.58}_{-0.45}$	$0.86^{+0.43}_{-0.36}$	$1.15^{+0.61}_{-0.49}$
Fe	$0.51^{+0.24}_{-0.13}$	$0.42^{+0.03}_{-0.02}$	$0.49^{+0.07}_{-0.10}$	$0.44^{+0.08}_{-0.10}$	$0.54^{+0.08}_{-0.14}$
LineE (keV)	...	$0.570^{+0.003}_{-0.014}$
Norm.	...	$5.87^{+1.46}_{-1.63}$
$\chi^2/\text{d.o.f.}$	374.7/306	731.1/568	733.3/569	725.0/569	729.4/567

たものが、一温度にガウシアンを加えることによって 479.4/359 と改善した。しかし、この方法では以下のように吸収の柱密度に矛盾する点が見つかった。HI の観測から M82 の視線方向の、我々の銀河系内の水素の吸収量は $= 4.0 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ である ([Dickey, Lockman (1990)]). 更に M82/M81 グループは大域的に中性の水素の中に含まれている ([Cottrel (1977)], [Appleton, Davis, Stephenson (1981)]). しかし Cap の方向は明らかな HI の穴があり、この部分からは有意に HI が検出されていない ([Lehnert, Heckman, Weaver (1999)], [Stevens, Read, Bravo-Guerrero (2003)]). 今回の観測のフィット結果からは Cap 領域までの水素の密度が $2.9 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ より小さいという結果であった。これはわれわれの銀河のみの吸収よりも小さい値であり、矛盾である。

熱的プラズマ 2 温度の結果

そこで次に、一温度のプラズマに加え、低エネルギー側にもう一つ熱的プラズマを追加した。つまり二つの熱的プラズマの和として観測された結果を説明しようとした。二つのプラズマ間では重元素アバダンスは共通とした。この結果、満足する結果を得ることが出来た。今回は水素の柱密度の上限値は我々の銀河のもの ($N_H = 4.0 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$) に M82 領域に含まれる中性水素 ($< 2.7 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$) を加えた値と矛盾しない。簡単のため、これ以後水素の柱密度を我々の銀河のもの ($N_H = 4.0 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$) に固定することにする。この水素の柱密度を固定した結果について、表 4.2 にまとめてある。

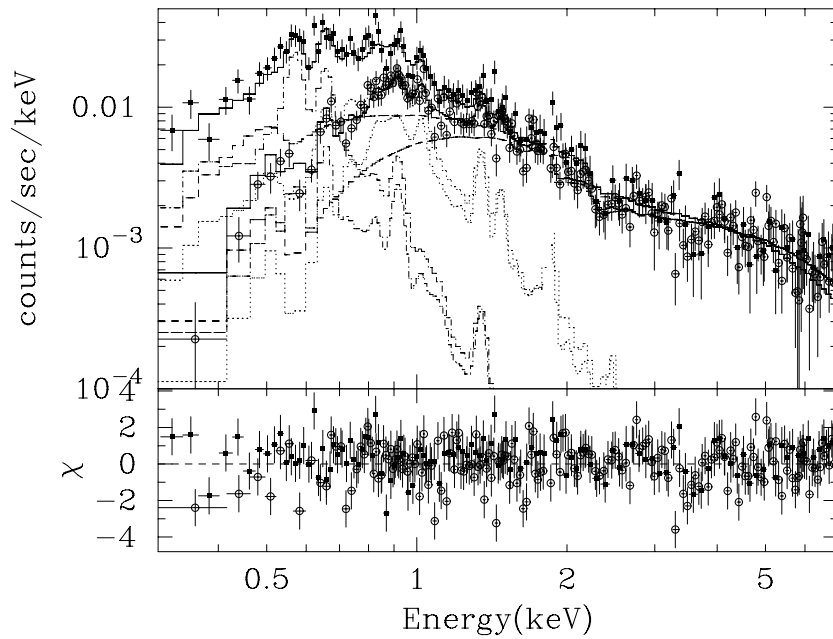


図 4.7 'BGD-NTE' の XIS スペクトル。ベストフィットの 2νMEKAL モデルも示してある。黒い四角は BI (XIS1)、白い丸は FI (XIS0,2,3) をたしあげたものを 1 台分に直した。

4.6.2 Cap とバックグラウンド領域の同時フィッティング (方法 2)

以下ではフィットを改善するために導入した方法 2 での結果を述べる。これは CAP-NTE のスペクトルと BGD-NTE のスペクトルをパラメータを共通にして同時フィットさせるものである。

BGD-NTE フィット

最初に、BGD-NTE のスペクトルをフィットした。ここでの目的は BGD-NTE のスペクトルを再現するモデルを求めることである。BGD-NTE のスペクトルには輝線が見られることからまずわれわれは熱的プラズマ 1 温度でフィットを行ったが残差が残った。これを解決するために更にパワーロー 1 つと熱的プラズマをもう 1 つ追加した。ここでは吸収を受ける水素の柱密度を天の川銀河の吸収の $N_H = 4.0 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ に固定した。0.3-7 keV の間でフィッティングを行った結果、アバundance を 1 に固定しては残差が残ったので、Ne, Mg, Fe のアバundance をフリーパラメータとした。但し 2 温度のプラズマ間ではアバundance は固定してある。

これにより結果をよく再現する結果を得ることが出来た。このフィッティング結果が図 4.8 及び表 4.3 に与えてある。この結果は以下のように解釈できる。まず、フィッティングで得られたパワーローの表面輝度が、他の観測から知られている全く X 線源のないところのスペクトルに含まれる表面輝度と同程度であることから、宇宙背景 X 線バックグラウンド (cosmic X-ray background : CXB) を表していると考えられる。熱的プラズマ成分 ($\sim 0.20 \text{ keV}$) は我々の銀河起源の soft X-ray background を表していると考えられる。更にもう 1 温度の熱的プラズマ成分 ($\sim 0.64 \text{ keV}$) は後に述べる Cap のプラズマ温度ともよく一致することから、M82 から噴出した高温プラズマがバックグラウンド領域に多少混じりこんでいる可能性がある。混じりこみが本当にある時のため、この割合を概算する。表 4.2 よりこのバックグラウンド中の 0.64 keV のフラックスを Cap 領域の面積あたりに直すと $8.23 \times 10^{-6} \text{ cm}^{-5}$ であり、これは Cap 領域の 0.64 keV 放射のフラックスの約 14% である。よってもしバックグラウンド領域に

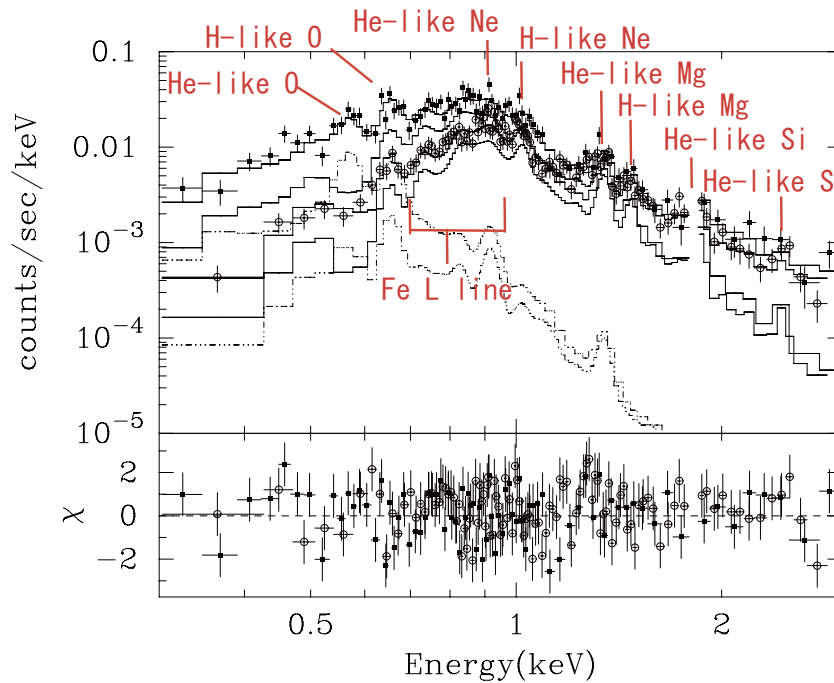


図 4.8 'CAP-NTE' の XIS スペクトル。ベストフィットの 2vMEKAL モデルも示してある。黒い四角は BI (XIS1)、白い丸は FI (XIS0,2,3) をたしあげたものを 1 台分に直した。

M82 から 0.6 keV 程度のプラズマが混じりこんでいたとすると 10% 程度フラックスを過小評価することになるが、観測結果に重大な影響は与えない。

CAP-NTE と BGD-NTE 同時フィット

次に CAP-NTE と BGD-NTE のデータの同時フィットを 0.3-3.0 keV の間で行った。ここで、統計をあげるために前章で得た EPIC も取り込んで同時にフィッティングを行った。CXB のパワーローのべき、ノーマリゼーションは固定した。これは CAP のデータでは高エネルギー側 (3 keV 以上) で優勢になる CXB をきちんと決定することが困難だからである。BGD の他の要素については固定していない。点源 C についてはモデルとして取り込んである。最初に一温度の熱的なプラズマで合わせたが、前章と同様に O VII の残差が残った。次に一温度のプラズマにガウシアンを加えたもので合わせた。水素の吸収を自由にふると、やはり我々の銀河内部のみでの吸収の値よりも小さくなり、矛盾する (表 4.3) よって二温度のプラズマで合わせた。水素の吸収は銀河の吸収と矛盾のない値であった。表 4.3 には吸収を $N_H = 4.0 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ で固定した結果を載せた。この結果からわかるように、同時フィット法により、単純な方法 1 と結果は矛盾せず、より統計誤差の小さい結果を得ることに成功した。

4.7 得られた結果の不定性

4.7.1 プラズマコードによる結果の不定性

すざく XIS や *XMM-Newton* EPIC から得られたスペクトルは熱的なプラズマから放射されたことが以上のように分かった。この結果の信頼性について議論したい。まず、フィッティングで用いた vMEKAL モデルの変わりに vAPEC プラズマコードを用いて、二温度 vAPEC でのフィットを行った ([Smith et al. (2001)])。

結果は、表 4.3 及び図 4.9 に与えてある。reduced カイ 2 乗値はほとんど一緒である。温度、アバンダンスは統計誤差の範囲内で一致する。このように、2つのプラズマコードの間には有意な違いはないので、以下の議論では ν MEKAL の結果を用いる。

4.7.2 すざく XIS 検出器の可視光遮断膜 (OBF) 上の吸収物質の不定性

OBF 上の吸収物質の柱密度には未だ不定性が残る ([Koyama et al. (2006)])。これは特に 1 keV 以下の低エネルギー側の有効面積に影響する。吸収物質の柱密度の不定性が Cap の温度、アバンダンスの決定に及ぼす影響を調べるために、我々は擬似的に 20% 吸収物質を増やしたり減らしたフィッティングを行った。この結果、高温側の温度はほぼ変化なく (0.1% 以下の変化)、低温側の温度は $\pm 5\%$ 変化した。これは統計誤差の範囲内の値である。絶対的なアバンダンスは $\pm 9\%$ (O), $\pm 2\%$ (Ne), $\pm 2\%$ (Mg), $\pm 1\%$ (Si), $\pm 2\%$ (Fe) であり、全て統計誤差の範囲内である。このように、吸収物質の不定性は得られた結果に殆ど影響しない。

4.7.3 熱的プラズマ成分の数による結果の不定性

スペクトル解析の結果からは観測された Cap のスペクトルを説明するには二温度の熱的成分が必要なことが分かった。これは Cap のプラズマが多温度成分から成ることを示唆している。ここでは熱的成分の数を増やした時に温度や、アバンダンスがどの程度変化するかを調べた。

二温度成分に一つの熱的成分を加えた結果 (3 ν MEKAL) 表 4.3 のように三温度成分 ($k_B T=0.13, 0.44, 0.71$ keV) を得た。この成分を追加することによって、Null hypothesis probability の値は 3.63×10^{-6} から 4.39×10^{-6} となり、ほとんど変わらなかった。低温成分 $k_B T \sim 0.13$ keV のエミッションメジャー*6は二温度の時の低温成分のものと統計誤差の範囲内で変わらない。加えて中温度 ~ 0.44 keV と高温度 ~ 0.71 keV を足したエミッションメジャーとフラックスで重みをつけた中心温度は二温度の際の高温成分のものと変化ない。絶対アバンダンスの変化は図 4.9 にまとめてあるが、全て統計誤差の範囲内である。

また、一温度にガウシアンを足した結果は、物理的な議論から否定されたが、このアバンダンスも二温度のときと矛盾しない (表 4.3)。以上より、Cap が一つの熱的成分から成っていても、多温度成分から構成されていても求めた温度やアバンダンスに重大な影響はないと結論できる。

4.7.4 電離非平衡 (Non-Equilibrium Ionization)

4.6.1 章, 4.6.2 章では ~ 0.6 keV の一つの熱的プラズマでは全体として大まかな形状は再現できるものの、O VII の輝線は説明できないと述べた。これは、比較的低い電離状態の O VII が電離平衡状態になっていないからかもしれない。これを調べるため、電離非平衡のモデルで CAP-NTE と BGD-NTE の同時フィットを行った (方法 2)。モデルとしては XSPEC の ν NTI version 2.0 を用いた。吸収は我々の銀河の吸収 $N_H = 4.0 \times 10^{20}$ cm⁻² に固定した。今までと同様に O, Ne, Mg, Si, Fe のアバンダンスをフリーパラメータとした。図 4.10 が一温度 ν NEI での電離のタイムスケール (nt) の、電子温度 ($k_B T$) に対する関数の confidence contour である。電離のタイムスケールとしては 99% 誤差の下限として 8.5×10^{11} s cm⁻³ を得た。これは得られたスペクトルは電離平衡と考えると矛盾ない値であることを示す。この場合もやはり 0.57 keV に O VII の残差が見られた。以上より、電離非平衡を考えても O VII のラインと他の輝線を同時に説明することは出来ない。

*6 $\int n_H n_e dV$ で表される。X線フラックスに比例する量。

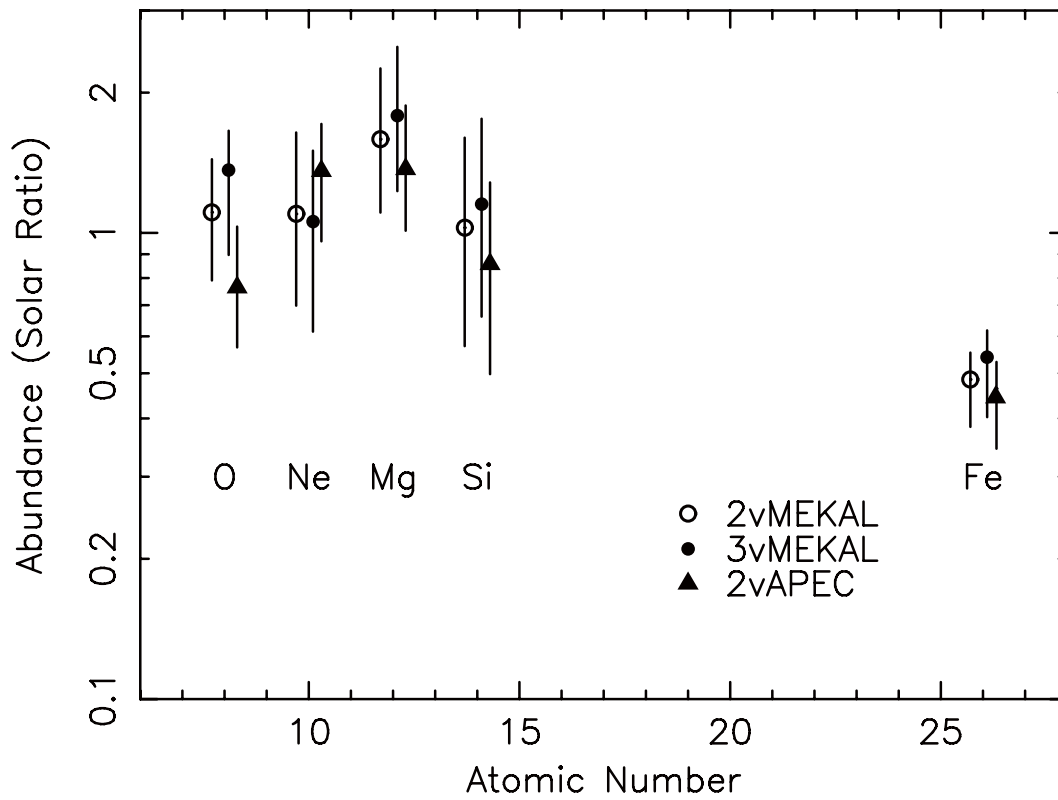


図 4.9 スペクトルフィットの結果得られた、原子番号に対する金属アバンドンス量。

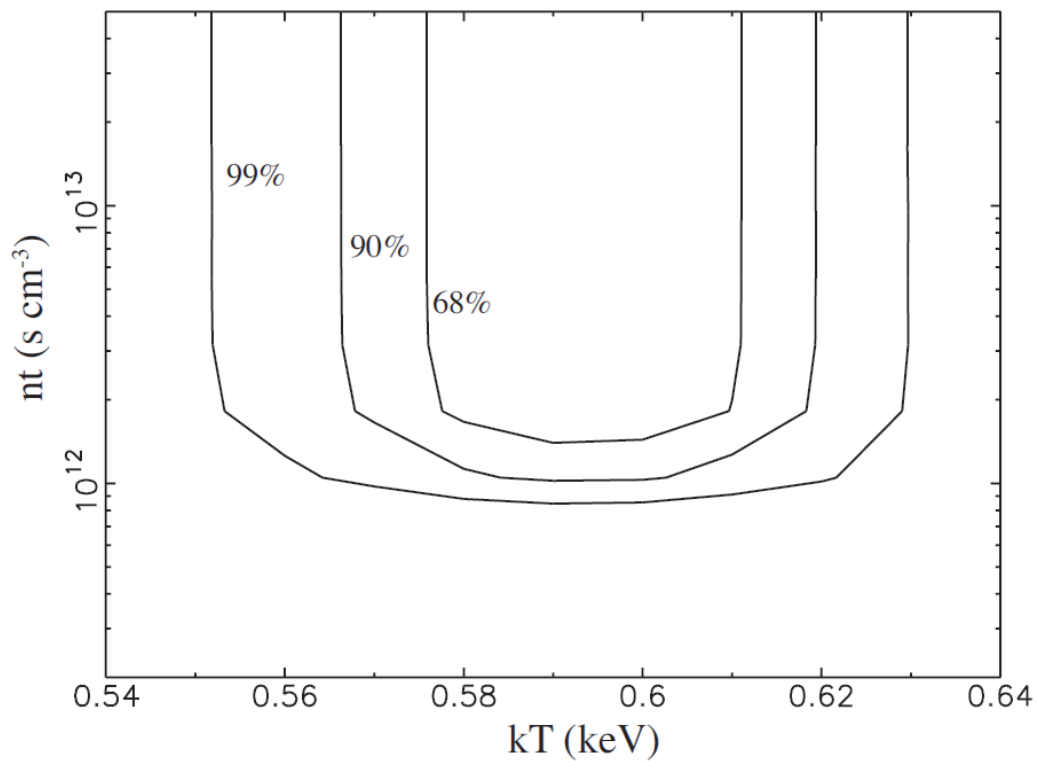


図 4.10 電離非平衡でのフィット結果。

第 5 章

議論

5.1 重元素アバundance比

5.1.1 熱的プラズマの温度

前章ではすざくに搭載された XIS と *XMM-Newton* に搭載された EPIC の X 線 CCD カメラから得られたデータを用いて、M82 銀河から 11.6 kpc 離れた位置に存在する Cap 領域の X 線プラズマは二つの高温熱的プラズマの和として表すことが出来ることを示した。前章で得られた結果である熱的プラズマの高温成分の $k_B T = 0.63 \pm 0.02$ keV は、以前他の論文で報告されていた値 $k_B T = 0.80 \pm 0.17$ keV や $k_B T = 0.65^{+0.04}_{-0.03}$ keV と矛盾しない ([Lehnert, Heckman, Weaver (1999)], [Stevens, Read, Bravo-Guerrero (2003)]). エミッションメジャーもこれらの論文と矛盾しない値である。この論文での新たな発見は、O VII 輝線と $k_B T = 0.20 \pm 0.01$ keV の熱的プラズマの低温成分の存在である。これは Cap 領域でのプラズマが一温度ではなく多温度（少なくとも 2 温度）の熱的平衡状態にある高温プラズマの混合体であることを示している。

5.1.2 重元素アバundance：得られた結果の検証

Cap の起源を重元素アバundanceの元素の比から検証したい。XIS、EPIC の良いエネルギー分解能のお陰で我々は Cap 領域から O, Ne, Mg, Si, Fe の輝線を検出し、これらの重元素の絶対量を求めることに初めて成功した。結果として、O, Ne, Mg, Si の重元素アバundanceは太陽組成を 1 とすると 1 ~ 2 solar だったのに対し、Fe では ~0.5 solar であった。これは II 型超新星では Fe に比べ軽元素が多く生成されることを考えると Cap 内部のプラズマの起源が II 型の超新星爆発であると考えることが出来る。

但し、注意すべき点がある。輝線のエミシビティー（放射強度）はプラズマの温度と連動しており、そのプラズマの温度は 0.7-1.0 keV 付近に密集している沢山の鉄の L 殻輝線の重ね合わせの形状により決定されている。すなわち、Fe のアバundanceの不定性によって、他の元素のアバundanceが大きく影響を受ける可能性がある。以上の理由により、我々は結果の検証を行った。図 5.2 は Fe に対する O, Ne, Mg, Si のアバundanceをえがいた confidence contour である。この図から、O, Ne, Mg は 99% の有意度で Fe よりも多いと結論できる。Si については 99% の有意度では Fe よりも多いと言えないが、90% の有意度では多いと結論することができる。このように、Fe の重元素アバundanceは他の O, Ne, Si, Mg といった元素のものよりも有意に少ないと言う事ができた。

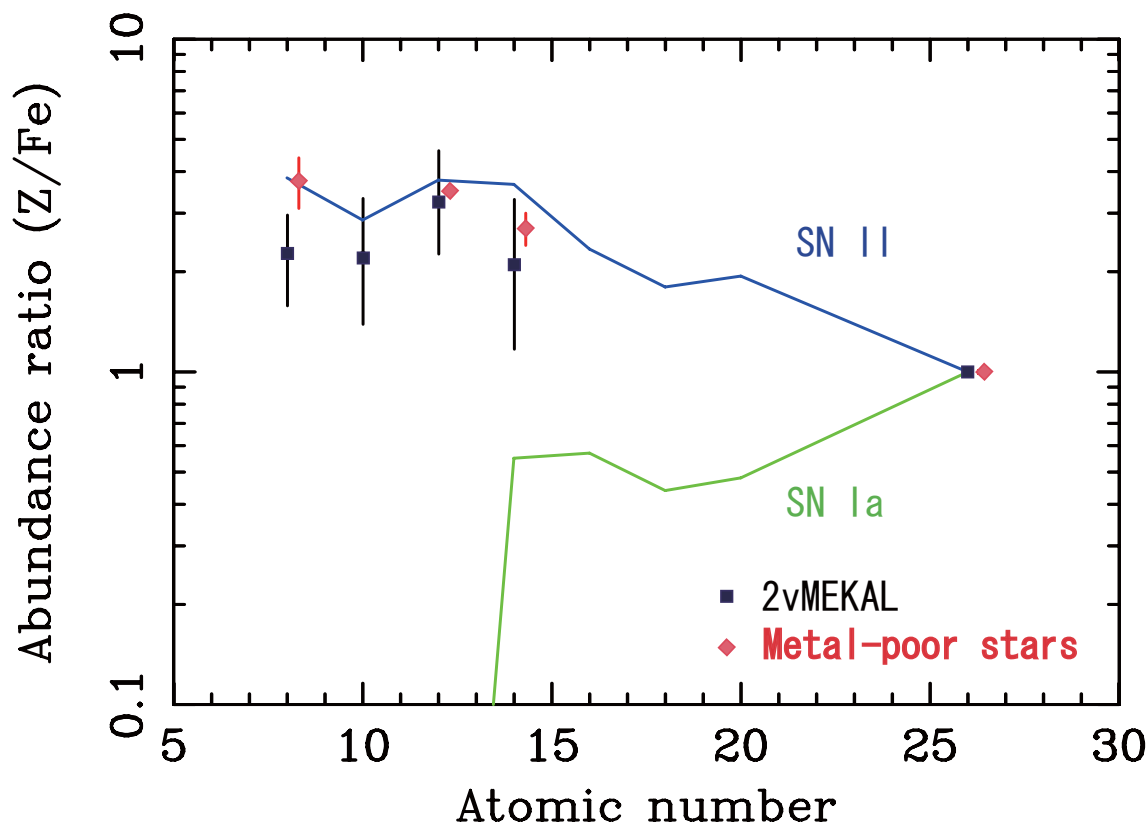


図 5.1 重元素組成比。横軸は原子番号、縦軸は太陽組成を 1 としたときの Fe に対する各元素の重元素組成比。観測結果 (2vMEKAL) とともに、Metal-poor な星の観測結果、Ia 型、II 型超新星モデルから合成されると予想される重元素比を示す。

5.1.3 重元素アバundance：得られた結果と超新星モデルとの比較

更に我々は得られた Cap の重元素アバundanceを Ia 型、II 型の超新星により合成される元素のモデルと比較した。Ia 型の超新星については Nomoto らの W7 モデルを適用した ([Nomoto, Thielemann, Yokoi (1984)], [Thielemann, Nomoto, Yokoi (1986)]). この Ia 型超新星モデルにより合成される重元素の比を図 5.1 に図示した。一見して分かるように Ia 型超新星爆発の残骸の重ねあわせとして Cap のスペクトルを説明することは出来ない。これは Ia 型の超新星が O, Ne, Mg などの元素を合成しないことから明らかである。

II 型の超新星爆発モデルとしては Tujimoto らの元素合成モデルを用いた ([Tsujiimoto et al. (1995)]). 超新星爆発を起こす星の上限質量としては $m_u = 50 M_\odot$ を採用した。これにより合成される元素量は O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Fe についてそれぞれ 1.8, 0.23, 0.12, 0.12, 0.041, 0.0080, 0.0091 M_\odot である。この II 型超新星爆発モデルによって生じる元素比を図 5.1 に示した。この II 型超新星爆発による重ねあわせの重元素アバundance比は、我々の結果から得られた Cap の重元素アバundanceと驚くほど一致している。

5.1.4 重元素アバundance：他の観測結果との比較

先ほど Cap の重元素アバundanceが II 型超新星による重元素合成の比率と非常によく一致すると述べたが、ここでは超新星の爆発のモデルに依存した不定性が払拭できない。そこで超新星爆発のモデルによる任意性を

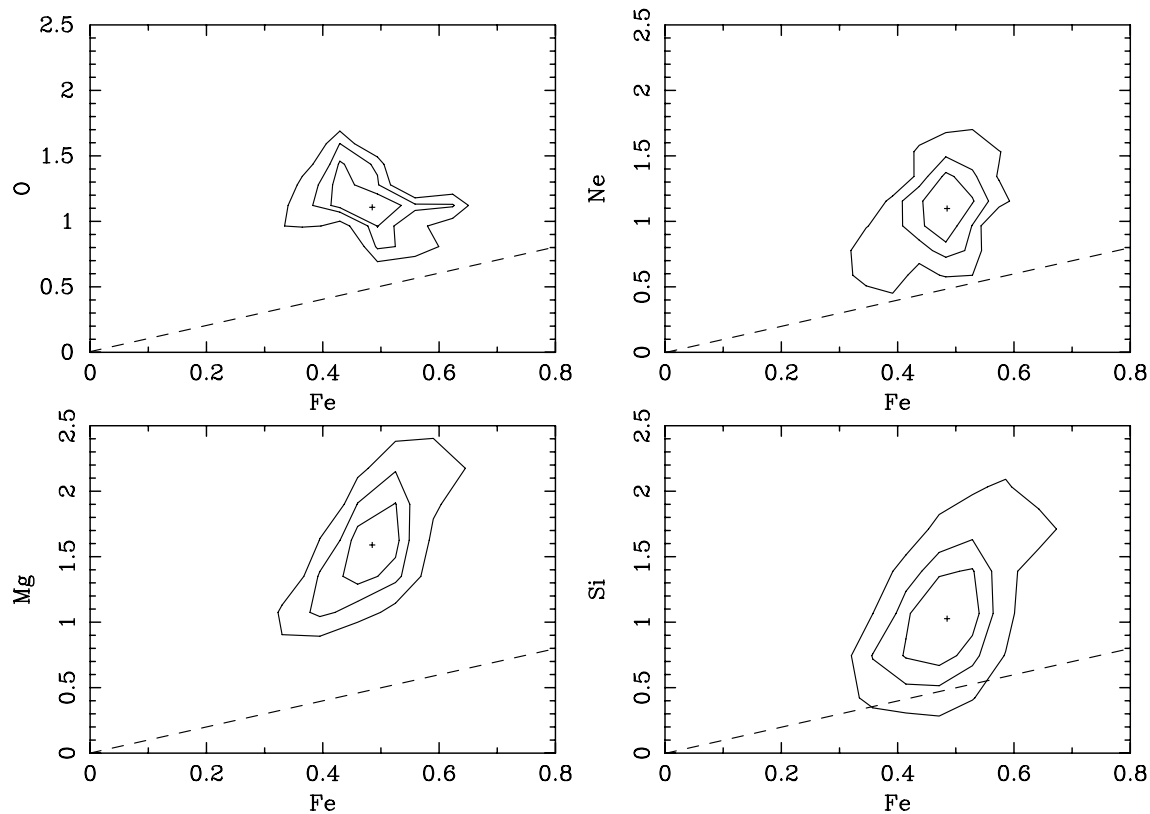


図 5.2 Fe に対する O, Ne, Mg, Si の重元素アバンドンスの confidence contour (2vMEKAL のフィット結果)。コンタには 68%, 90% and 99% の信頼曲線を描いている。

受けない観測例として metal-poor な星^{*1}を取り上げる。metal-poor な星の化学組成は、II 型超新星が Ia 型よりも卓越していた初期宇宙の元素組成の情報を留めている。Hipparcos や地上の観測に基づいた、Clementini らによる metal-poor な星の重元素構成比 ([Clementini et al. (1999)]) を参照すると、metal-poor な星における Fe に対する元素の割合は太陽組成を 1 として、O で 3.1-4.4、Mg で 3.5、Si で 2.4-3.0 である。図 5.1 にはこの比をプロットした。

5.1.5 イメージング結果からの考察

すざく XIS のイメージでは M82 銀河本体と Cap を結ぶ領域からも広がった X 線放射を検出した。これは Steavens が以前に報告している ([Stevens, Read, Bravo-Guerrero (2003)]) が、バックグラウンドが定常的に低く、広がった天体の検出に優れるすざくにより確定された。この銀河と Cap を繋ぐ領域は銀河風が M82 から吹き出している領域である。Cap は銀河風の先端に位置することから、この領域の放射は M82 の爆発的な星生成 (スターバースト) 活動の結果生じた多数の超新星爆発 (初期のスターバースト活動では II 型超新星を起こす星を大量に生成したことから主に II 型超新星爆発) が起源であることを支持する。

このように、II 型の超新星爆発のモデルや metal-poor な星と比較することにより、或いはイメージング解析の結果より、Cap 内での X 線プラズマの起源は II 型超新星であると考えて矛盾無い。一方、Ia 型の超新星は Cap 内の物質に大きな寄与はしていない。以上をまとめると、M82 から放出される物質の多くはスターバー

*1 含まれる重元素量が絶対的に小さい星

スト活動の結果生じる多数の II 型超新星によって放出されているであると考えることが出来る。

5.2 Cap 内部の物理的パラメータの概算

5.2.1 Cap の体積の概算

Cap の総体積を大まかに出す。Lehnert らの結果より ([Lehnert, Heckman, Weaver (1999)]) Cap の形状を $3.7 \text{ kpc} \times 3.7 \text{ kpc} \times 0.9 \text{ kpc}$ の直方体であると見積ると、 $1 \text{ pc} = 3.09 \times 10^{18} \text{ cm}$ であるので

$$V = (3.7 \text{ kpc} \times 3.7 \text{ kpc} \times 0.9 \text{ kpc}) \times (3.09 \times 10^{21} \text{ cm/kpc})^3 \sim 3.7 \times 10^{65} \text{ cm}^3$$

となる。

5.2.2 Cap 内の高温プラズマの数密度の概算

観測量である X 線フラックスを用いて Cap 領域の高温プラズマの数密度を概算する。ここで前章で求めた表 4.3 を参照すると、熱的プラズマのノーマリゼーションは $(10^{-14}/4\pi D^2) \int n_{\text{H}} n_{\text{e}} dV \text{ cm}^{-5}$ 単位であるのでこれから数密度を求める。ここで高温プラズマの主成分が殆ど陽子と電子であり、他の重元素イオンの数は陽子数に比べて無視出来るとすると $n_{\text{H}} \sim n_{\text{e}} \sim n$ となる。

まず最初に 0.63 keV のプラズマに注目する (インデックス 1 で表すことにする) と以下の関係式が成り立つ。

$$\frac{10^{-14}}{4\pi D^2} \int n_1^2 dV \text{ cm}^{-5} = 5.96 \times 10^{-5} \text{ cm}^{-5}$$

ここで Cap 内のプラズマは先に仮定した $3.7 \text{ kpc} \times 3.7 \text{ kpc} \times 0.9 \text{ kpc}$ 直方体の中の体積のうち f_{1x}^{*2} の割合を空間的に占めており、この中で一様に分布していると仮定すると、

$$\frac{10^{-14}}{4\pi D^2} \times n_1^2 \times V \times f_{1x} \text{ cm}^{-5} = 5.96 \times 10^{-5} \text{ cm}^{-5}$$

となる。この式に

$$D \sim 3.63 \text{ Mpc} = 3.63 \times 10^6 \times 3.1 \times 10^{18} \text{ cm} = 1.1 \times 10^{25} \text{ cm}$$

$$V \sim 3.7 \times 10^{65} \text{ cm}^3$$

を代入して n_1 について解くと

$$n_1 \sim 5.1 \times 10^{-3} \times f_{1x}^{-0.5} \text{ cm}^{-3}$$

が求まる。

同様に 0.20 keV のプラズマについても求めると (インデックス 2 で表す)、

$$n_2 \sim 2.5 \times 10^{-3} \times f_{2x}^{-0.5} \text{ cm}^{-3}$$

となる。ここで f_{2x} はこのプラズマに対するフィリングファクターである。

この密度は銀河内部を一様に均した平均密度 $\sim 1 \text{ cm}^{-3}$ よりは十分小さいが銀河間空間の平均密度 $\sim 10^{-5} \text{ cm}^{-3}$ よりは十分大きい。(銀河間空間密度は場所依存が大きい、典型的な銀河団中心の密度 $\sim 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$ よりも更に大きな値である。)

*2 これをフィリングファクターと呼ぶ。典型的なオーダーはここでは 1 と考えてよい。

5.2.3 Cap 内部の高温プラズマの総質量の概算

密度が求めれば Cap 内部に含まれる高温プラズマの総質量を求めることは簡単である。体積はここでも $3.7 \text{ kpc} \times 3.7 \text{ kpc} \times 0.9 \text{ kpc}$ の直方体を仮定し、この内部をフィリングファクターの割合で高温プラズマが占めているとする。

まずは 0.63 keV の高温プラズマについて考える。質量を担うのは殆どが陽子であるので $m_p \sim 1.67 \times 10^{-24} \text{ g}$ を用いると、 $M = nV m_p$ より、

$$M_1 \sim (5.1 \times 10^{-3} \times f_{1x}^{-0.5} \text{ cm}^{-3}) \times (3.7 \times 10^{65} \times f_{1x} \text{ cm}^3) \times (1.67 \times 10^{-24} \text{ g}) \sim 3.2 \times 10^{39} \text{ g} \times f_{1x}^{0.5}$$

となる。ここで $1M_\odot \sim 1.99 \times 10^{33} \text{ g}$ を用いると、これは $M_1 \sim 1.6 \times 10^6 \times f_{1x}^{0.5} M_\odot$ に相当する。

0.20 keV についても同様に計算すると、

$$M_2 \sim (2.5 \times 10^{-3} \times f_{2x}^{-0.5} \text{ cm}^{-3}) \times (3.7 \times 10^{65} \times f_{2x} \text{ cm}^3) \times (1.67 \times 10^{-24} \text{ g}) \sim 1.5 \times 10^{39} \text{ g} \times f_{2x}^{0.5}$$

となり、これは $M_2 \sim 0.7 \times 10^6 \times f_{2x}^{0.5} M_\odot$ に相当する。

フィリングファクター $f_x^{0.5}$ をほぼ 1 とみなすと、Cap に含まれる高温プラズマの質量は二温度成分の和として太陽質量のおよそ 200 万倍にも及ぶことがわかる。

5.2.4 Cap 内部の総エネルギーの概算

Cap 内部の高温プラズマが一つの電子、或いは陽子あたり $3kT/2$ のエネルギーを持つとして内部に含まれる総エネルギーを概算する。ここではエネルギーを担っている粒子がほとんど電子又は陽子であるとする。総エネルギーは

$$E_x = \frac{3kT}{2} \times (n_H + n_e) \times V \times f_x \sim \frac{3kT}{2} \times 2n \times V \times f_x$$

となる。

まず、 0.63 keV の高温プラズマの持つエネルギーを概算する。 $1 \text{ keV} \sim 1.6 \times 10^{-9} \text{ ergs}$ であるので

$$E_{1x} = \frac{3}{2} \times 0.63 \text{ keV} \times (1.6 \times 10^{-9} \text{ ergs/keV}) \times 2 \times (5.1 \times 10^{-3} \times f_{1x}^{-0.5} \text{ cm}^{-3}) \times (3.7 \times 10^{65} \times f_{1x} \text{ cm}^3)$$

$$E_{1x} \sim 5.7 \times 10^{54} \text{ ergs} \times f_{1x}^{0.5}$$

となる。

同様に 0.20 keV については

$$E_{2x} = \frac{3}{2} \times 0.20 \text{ keV} \times (1.6 \times 10^{-9} \text{ ergs/keV}) \times 2 \times (2.5 \times 10^{-3} \times f_{2x}^{-0.5} \text{ cm}^{-3}) \times (3.7 \times 10^{65} \times f_{2x} \text{ cm}^3)$$

$$E_{2x} \sim 8.9 \times 10^{53} \text{ ergs} \times f_{2x}^{0.5}$$

となる。

超新星爆発の理論によると 1 つの超新星爆発が起こった際の放出エネルギーはおよそ 10^{53} ergs とされている。このうち 99% のエネルギーはニュートリノによって運ばれる。残りの 10^{51} ergs のエネルギーが衝撃波の粒子の運動・熱的エネルギーになったとすると上記で求めたエネルギーは超新星爆発数千個分のエネルギーに相当する。

5.2.5 M82 銀河から Cap の位置まで Cap 内部の物質が伝播するのに要した時間の概算

ここでは仮定として、Cap 領域内の物質が断熱的に強い衝撃波とともに現在の位置まで運ばれたとすると、

$$kT = \frac{3}{16}\mu v_s^2$$

ここで μ は mass per particle でここでは $0.6 \times m_p$ を採用する。これを用いて Cap が M82 銀河から噴出して現在見えている位置まで伝播するのに要した時間を概算する。 v_s は衝撃波速度である。

最初に 0.63 keV の高温プラズマが伝播したと考えると

$$v_{s1} = \sqrt{0.63 \text{ keV} \times (1.6 \times 10^{-9} \text{ ergs/keV}) \times \frac{16}{3} \times \frac{1}{0.6 \times (1.67 \times 10^{-24}) \text{ g}}}$$

$$v_{1s} \sim 7.3 \times 10^7 \text{ cm s}^{-1} \sim 730 \text{ km s}^{-1}$$

となり、秒速 730km 程度の速度で Cap 内の物質が Cap まで伝播したと概算できた。0.20 keV のプラズマについても同様に求めると

$$v_{2s} \sim 4.1 \times 10^7 \text{ cm s}^{-1} \sim 410 \text{ km s}^{-1}$$

を得る。

これらの速度は Shopbell et al. に報告されている銀河風の可視光観測から推定された銀河風の噴出速度約 660 km/s ともオーダーで一致する。ここで、740 km/s の速度で 11.6 kpc の距離を高温プラズマが伝播したとすると

$$t \sim \frac{11.6 \times 3.09 \times 10^{21} \text{ cm}}{7.3 \times 10^7 \text{ cm s}^{-1}} \sim 4.9 \times 10^{14} \text{ sec} \sim 1.6 \times 10^7 \text{ year}$$

となり、現在の位置までたどり着くのにおよそ 1600 万年かかった計算になる。これは M82 銀河が数千万年から一億年前に M81 銀河と重力的な潮汐力による相互作用をしてスターバースト活動を行うようになったことと矛盾なく、スターバーストの典型的なタイムスケール数千万年とも良く一致する。

5.3 Cap 内に含まれるダストの影響の考察

5.3.1 過去の紫外線観測を用いたダスト質量の推定

Hoops らは GALEX を用いて、Cap に相当する領域から紫外線を検出した ([Hoopes et al. (2005)]). 彼らは紫外線の放出メカニズムのうち、最もありそうなのはスターバーストを起こした M82 中心付近の星の連続光を Cap のダストが散乱しているのだ、と主張している。彼らはまた、ダストの起源はスターバースト活動により M82 中心から吹き出したものであるかもしれないし、M82 と M81 が潮汐力による相互作用を起こした際に剥ぎ取られたのかもしれないと述べている。前者の主張は M82 から噴出されるダストを観測した SCUBA による観測が支持している ([Alton, Davis, Bianchi (1999)]). 一方後者の主張は Spitzer が支持している ([Engelbracht et al. (2006)]).

ここでダストの構成要素が主に Si や Fe であることを考え合わせると Cap 内にはダストに内包される相当量の Si, Fe が含まれている。ダストの質量は Hoops らによって報告されていないので ([Hoopes et al. (2005)]) X線プラズマ中の重元素の質量とダストの質量を直接比較することは困難である。しかし、以下のようにしてダストの質量上限を求めることは可能である。Yun らの観測結果によると Cap 領域の HI の柱密度上限は $2.7 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ である ([Yun, Ho, Lo (1993)], [Yun, Ho, Lo (1994)]). ここでも Cap の形状を Lehnert ら

の結果より $3.7 \times 3.7 \times 0.9$ kpc の直方体であると見積もると ([Lehnert, Heckman, Weaver (1999)]), Cap 内での HI 分子雲の質量上限は以下のように求められる。すなわち、Cap 領域内に含まれる HI 分子の個数の上限が $(3.7\text{kpc} \times 0.9\text{kpc}) \times (3.1 \times 10^{21} \text{ cm/kpc})^2 \times (2.7 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}) \sim 8.6 \times 10^{61}$ 個であるので、この重さは $(8.6 \times 10^{61}) \times (1.67 \times 10^{-24} \text{ g}) \sim 1.4 \times 10^{39} \text{ g} \sim 7.2 \times 10^5 M_{\odot}$ である。ここで gas-to-dust ratio^{*3}を 100 と仮定するとダストの質量上限は $\sim 7 \times 10^3 M_{\odot}$ と見積もることが出来る。

5.3.2 ダストの溶け出すタイムスケールの概算と溶け出すことによる影響

ダストは熱的なプラズマや宇宙線粒子との相互作用により X 線プラズマ中に溶け出すことが知られている (dust sputtering)。このタイムスケールは Yamada らによって $t_{\text{sp}} \sim 10^8 (a/0.1\mu\text{m}) (n/10^{-3} \text{ cm}^{-3})^{-1} \text{ yr}$ で与えられている ([Yamada, Kitayama (2005)]). ここで a はダストの粒の大きさ、 n はプラズマ密度である。上で概算した $n \sim 5 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3} f_x^{-0.5}$ と、典型的なダストの大きさ $0.1\mu\text{m}$ を仮定すると溶け出すまでのタイムスケールは $t_{\text{sp}} \sim 2 \times 10^7 \text{ yr} \cdot f_x^{0.5}$ となる。

これは Cap の物質が M82 銀河から先ほど概算した衝撃波速度 $\sim 740 \text{ km s}^{-1}$ で伝播したときに Cap までに到達するのにかかるタイムスケール $t_{\text{sp}} \sim 1.6 \times 10^7 \text{ yr}$ とほぼ同程度である。以上述べた根拠により、M82 から噴出したダストの一部は dust sputtering によりダストから X 線プラズマ中に溶け出し、混じった可能性がある。

5.3.3 実際の観測から得られた重元素量とダストの重元素量の比較

我々の観測から得られた Cap 内のプラズマ中の Si と Fe の質量を概算する。得られた観測結果の表 4.3 から Si, Fe の重元素アバundanceは太陽組成を 1 として 1.03, 0.49 であり、また太陽組成では表 1.1 より H が 1 つあったときに Si, Fe は 3.55×10^{-5} 、 4.68×10^{-5} 個存在することが存在することをを用いる。

高温プラズマの質量についてはほぼ陽子から構成される質量を概算しているのので、Si, Fe の質量数をほぼ 28, 56 とし、0.63 keV の高温成分が担っているのは、

Si については

$$(1.6 \times 10^6 \times f_{1x}^{0.5} M_{\odot}) \times 1.03 \times (3.55 \times 10^{-5}) \times 28 \sim 1.8 \times 10^3 \cdot f_{1x}^{0.5} M_{\odot} \text{ となり}$$

Fe については

$$(1.6 \times 10^6 \times f_{1x}^{0.5} M_{\odot}) \times 0.49 \times (4.68 \times 10^{-5}) \times 56 \sim 2.1 \times 10^3 \cdot f_{1x}^{0.5} M_{\odot} \text{ である。}$$

一方、0.20 keV の低温成分が担っているのは、

Si については

$$(0.7 \times 10^6 \times f_{1x}^{0.5} M_{\odot}) \times 1.03 \times (3.55 \times 10^{-5}) \times 28 \sim 0.7 \times 10^3 \cdot f_{1x}^{0.5} M_{\odot} \text{ となり}$$

Fe については

$$(0.7 \times 10^6 \times f_{1x}^{0.5} M_{\odot}) \times 0.49 \times (4.68 \times 10^{-5}) \times 56 \sim 0.9 \times 10^3 \cdot f_{1x}^{0.5} M_{\odot} \text{ である。}$$

この両方をあわせた値はダストのアップーリミットと同程度である。

この事実は、ダストが X 線プラズマ中の重元素量に重大な影響を与えている可能性を示唆する。言い換えれば、ダストから重元素が溶け出すことにより、本来高温プラズマ中に含まれる元素組成比よりも相対的に Si, Fe などの重元素が多く含まれるようになった可能性があり、この意味で我々の観測結果は重大な変更を迫られる可能性もある。スターバースト活動の銀河からの放出物を正確に理解するには定量的なダストの観測が必須であり、将来的な紫外線、サブミリメートルバンドの観測が非常に重要である。

^{*3} ガスの重さを 1 とした時のダストの質量。典型的な値は 100 程度である

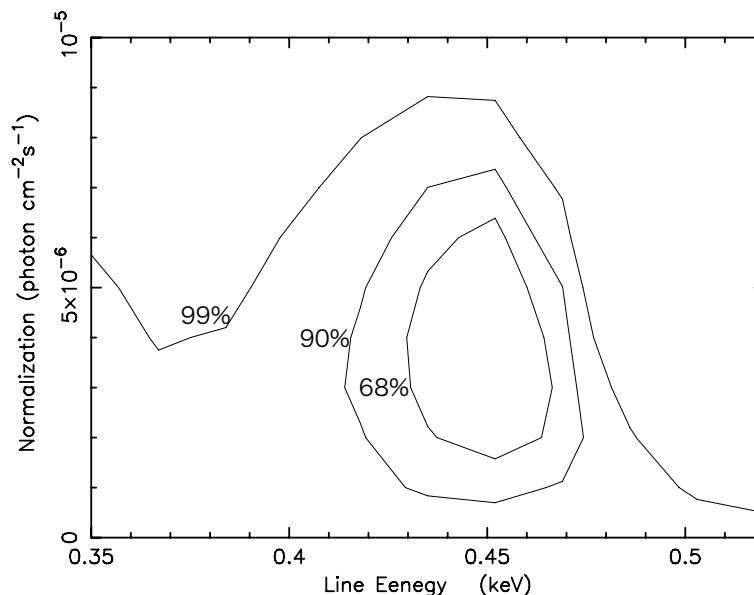


図 5.3 C VI の輝線の confidence contour。横軸は図 4.6 に一つのガウシアンを加えた際のライン中心。縦軸はガウシアンが吸収を受けていないフラックス ($\text{ph cm}^2 \text{s}^{-1}$)。コントアは信頼度が 68%, 90%, 99% のものを示してある。

5.4 電荷交換反応による輝線放射

5.4.1 電荷交換反応

Lallement は電荷交換反応が、Cap 領域での輝線放出に重要になってくる可能性を主張した ([Lallement (2004)])。電荷交換反応とは、高階電離したイオン^{*4}が中性の冷たい物質^{*5}とぶつかった際に、イオンが中性物質の電子を剥ぎ取る現象である。これに伴って電子が基底準位に落ち込む際に、高階電離イオンが X 線の輝線を発する。現在、天体現象としてこの電荷交換が起こっていることが確定しているのは、彗星などの太陽系天体由来のもののみである。彗星という冷たい氷の塊から X 線放射が受かったことは議論を巻き起こしたが実際には太陽風に含まれる高階電離したイオンが彗星の大気に衝突した際に X 線を発しているものと理解されている。後者は特に明るい X 線天体がない領域において X 線 (特に O 輝線など) が時間的に変化する現象が最近すざくの低エネルギー側の良い分解能を用いて発見された。このスペクトルには電荷交換反応に特有な C VI 輝線が見られたことから、これは太陽風と地球大気がぶつかった際に、太陽風中の高階電離イオンが大気中の中性 N 又は O の原子から電子を剥ぎ取って電荷交換をおこして X 線を発生しているものと理解された。

ここで M82 の Cap 領域について考えてみると、ここは電離したプラズマを含む銀河風 (スーパーウィンド) が Cap の周囲に位置する冷たい中性の水素ガス (HII) とぶつかる場所である ([Lehnert, Heckman, Weaver (1999)])。よってここでも、電荷交換反応を起こして Cap が X 線を放射している可能性がある。

但し、Cap 領域では電荷交換反応が X 線放射の主たる放射機構ではないと考えられる。何故なら、電荷交換反応により生じる X 線は輝線だけの構造となる。にも関わらず我々の得たスペクトルは連続成分を含むもので

^{*4} 例えば He 状或いは H 状まで電離した C, O, N, Fe など

^{*5} 例えば中性の水素分子雲 (HII)

あったからである。しかし電荷交換反応がX線輝線に幾分かの寄与はしていることは考えられるので、この電荷交換の寄与について議論したい。

5.4.2 電荷交換反応によるC VI輝線の可能性の考察

Cの高階電離輝線を用いてCap領域から有意な電荷交換反応があるかを判別したい。すざくのXISで検出可能なエネルギー帯ではCVまたはCVIからの輝線があるかを調べればよいが、CVは輝線のエネルギーが $n=2$ から1の遷移で0.299 keV、より大きいエネルギーでも0.36keV程度でCapのスペクトルから判別するのは難しい。そこでCVIに注目した。Fujimoto et al. では太陽風と地球大気との電荷交換と考えられるX線放射からCVIの $n=2$ から1への遷移(0.367 keV)と $n=4$ から1への放射(0.459 keV)が検出されている。このうち0.367 keVはCapの統計ではやはり検出が難しい。CVIの電荷交換の際には、中性元素から剥ぎ取られた電子が最初に原子の高いエネルギー準位(Cならば $n=4$ が典型的)にトラップされる。Krasnopolskyらによる彗星からの電荷交換放射のモデルによると、CVIの $n=4$ から1への遷移による0.459 keV放射は電荷交換に特徴的であり、([Krasnopolsky, Greenwood, Stancil (2004)])このラインは熱的なプラズマ放射などではエミッシビティーが低い。加えてこのエネルギー周辺には他の元素の明るい輝線が殆どないことから電荷交換の判別の指標に最適である。

これをわれわれの観測したデータからの電荷交換の検証に用いる。図4.4や図4.6で与えられているすざく、XMM-Newtonのスペクトルから0.459 keV付近のわずかな残差が見られることに注目し、2vMEKALの二温度プラズマにエネルギー中心が0.459 keV付近の一つのガウシアンを追加して、この有意性を判別した。図5.3がこの結果を表すconfidence contourである。0.459 keV付近にカイ2乗値が極小となるエネルギーが存在し、幸うじてCVIのラインの検出に成功した。但し、99%誤差の範囲では検出は統計的に有意であるとは言えない。

5.4.3 電荷交換反応によるO VII輝線の可能性の考察

更に電荷交換によるO輝線の寄与について考察する。Fujimoto et al. では太陽風起源の電荷交換からはO VII($n=2$ から1: 0.561 keV)、O VIII($n=2$ から1: 0.653 keV)の輝線が検出されている。高階電離したOでは典型的に $n=2$ の準位に電子が捕獲される。 $n=3$ 以上から $n=1$ のエネルギー準位に落ち込む電子による輝線フラックスは $n=2$ から落ち込むフラックスに比べ、15%以下の寄与しかない([Krasnopolsky, Greenwood, Stancil (2004)])。更に0.6 keV程度以上のエネルギーになると、輝線状の構造があったとしてもFeのL殻遷移の輝線に埋もれてしまい、判別は難しくなる。われわれの得たCapのスペクトルでは1温度の熱的プラズマであわせた際、残差が0.57 keV付近に残ったが、これは電荷交換がO VII輝線に幾分か寄与をしていた可能性がある。ここではこの寄与について議論する。

ここでもCapの体積として $3.7 \text{ kpc} \times 3.7 \text{ kpc} \times 0.9 \text{ kpc}$ を仮定する([Lehnert, Heckman, Weaver (1999)])。Cap内でのHIの密度上限は $2 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$ であることがわかっているので([Yun, Ho, Lo (1993), Yun, Ho, Lo (1994)])銀河風の進行方向の柱密度の上限は $0.9 \text{ kpc} \times (3.1 \times 10^{21} \text{ cm/kpc}) \times (2 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3}) \sim 6 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ となる。

酸素のイオンと水素原子の電荷交換の衝突散乱断面積は $\sim 10^{-15} - 10^{-14} \text{ cm}^2$ であるので([Wegmann et al. (1998)])、銀河風中の酸素イオンは電荷交換反応として十分分厚い水素原子のなかを伝播することになる。

次に、電荷交換によるO輝線放出のフラックスの上限を求める。ここではCap領域に含まれる全てのOイオンが水素原子との電荷交換により輝線を放出する、という極端な例を考え、この輝線のフラックスを概算する。Cap内のプラズマ密度をおよそ $\sim 1 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$ とし、スーパーウィンドの速度を $\sim 730 \text{ km s}^{-1}$ と

し、Cap 内の酸素のアバundance量を太陽組成と同じと仮定するとフラックス上限は $5 \times 10^{-6} \text{ ph cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ となる。一方、実際観測された O 輝線の吸収を受けていないフラックスは $\sim 6 \times 10^{-6} \text{ ph cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ である。

このように、電荷交換による O K 殻放射の輝線フラックス上限は、実際観測されたのと同程度である。これは電荷交換反応が O の K 殻放射に重要な寄与をしている可能性があることを示唆している。

以上から、電荷交換反応は Cap 内での重元素量の測定や物理的なプロセスを理解する鍵を握る現象かもしれないことがわかった。電荷交換が起こることによって今回の論文で求めた高温プラズマの温度や重元素アバundanceが変わる可能性があるからである。そしてこれは Cap に限らず他のスターバースト銀河などの天体についても言えることである。この意味でより広範囲な電荷交換の可能性を探る研究が不可欠である。これはエネルギー分解能に上限 (5.9 keV で 130 eV) のある X 線 CCD では限界があるので桁違いに高いエネルギー分解能を持つ非分散型分光器のマイクロカロリメータ (NeXT 及び DIOS に搭乗予定) が待望される ([Kunieda, Mitsuda, Takahashi (2006), Ohashi et al. (2006)])。

まとめ

1. すざく衛星に搭載されたX線 CCD 検出器 XIS の 1-2 keV 付近のエネルギーゲイン、エネルギー分解能の確認を行った。
2. XIS を用いることにより、M82 銀河から $11'$ (11.6 kpc) 離れた領域にあたる "Cap" と呼ばれる領域から広がったX線放射を検出することに成功した。広がったX線放射は Cap 領域だけではなく、M82 銀河と Cap を結ぶ領域からも検出された。
3. Cap 領域のX線放射は、二温度の熱的に平衡状態にあるプラズマの重ねあわせとしてよく表現できる。一温度プラズマに 0.57 keV のガウシアンを加えたモデルは、水素の柱密度が我々の銀河のみのものより少なくなってしまうという物理的理由により棄却された。電離非平衡は必要とされない。
4. Cap 領域の重元素アバンダンスは metal-poor な星や II 型超新星の元素合成モデルによるアバンダンス比と非常に良く一致するが、Ia 型の超新星の元素合成モデルとは明らかに一致しない。このことから Cap 領域の高温プラズマに含まれる重元素は、M82 銀河内のスターバースト活動により生まれた星が II 型超新星爆発を起こして銀河風として噴出したものであると考えられる。
5. Cap のX線プラズマ中の Si や Fe の一部分はダストから溶け出したものである可能性がある。この量はダストの総量に依存するが、もし相当量のダストから Si や Fe が溶け出ていたならば我々の観測結果に影響を及ぼす可能性がある。
6. C VI の遷移 $n=4$ から $n=1$ の 0.459 keV の輝線が辛うじて検出された。これは Cap から放射されたX線が電荷交換を起こして放射された可能性を示唆している。我々の得たスペクトルは連続成分を含む形状であることから電荷交換はX線放射の主たる機構でないと思われるが幾分かは影響している可能性がある。

謝辞

本修士論文作成にあたり、沢山の方の御指導、御協力を賜りました。深く感謝致します。

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

指導教官の小山勝二教授にはデータ解析のみならず、物理、天文にいたるまで様々な助言を頂きました。ここに深く感謝します。鶴剛助教授には、発想力の乏しい私に考える機会を幾度となく与えて下さり、データ解析の方向性や新たな物理の可能性など細かいところまで様々な助言を頂きました。松本浩典助手には本論文を丁寧に校正していただきました。

研究室の先輩方には解析の方法を初めとする本当に様々な局面で親身にサポートして頂きました。

同期の内山秀樹君には物理的議論は勿論のこと、細かい点に至るまでお世話になりました。

エネルギー較正の章では沢山のすざくチームの方に協力して頂きました。M82の *XMM-Newton*RGS データは理化学研究所の Piero Ranalli 氏にエネルギーゲインを求めて頂きました。NGC5044 では ISAS/JAXA の田村隆幸氏に *XMM-Newton*RGS のデータを頂きました。NGC4636 などの楕円銀河については東京理科大学の松下恭子さん、名古屋大学の松本千穂さんに沢山の助言を頂き、松下恭子さんからはご好意で一般に公開されていないデータを頂きました。

また、M82 の解析の際はすざく M82 チームの方から沢山の非常に有用な助言を頂くことが出来ました。

すざくの XIS を用いてこのような結果が出せたことはすざく XIS チームの皆さんの多大なご尽力の上に成り立っています。

すざく XIS チームの皆さま、そして全てのすざくチームの方々に感謝致します。

小澤 碧

参考文献

- [1] 小山 勝二 「X線で探る宇宙」 培風館 1992
- [2] Astro-E2 team 「X線天文衛星 ASTRO-E2 講習会 資料集」 2004
- [3] 「すざく technical description」 2006
- [4] 「すざく ファーストステップマニュアル」 2006
- [5] 「XMM-Newton Users' Handbook」 2006
- [6] 谷口義明 「生まれたての銀河を探して」 裳華房 2001
- [7] 谷口義明 「不思議な銀河の物語」 裳華房 2000
- [8] 谷口義明 「宇宙のはてで銀河に会いたい」 丸善 1992
- [9] 槇野文命 「科学衛星と宇宙ステーション」 岩波書店 2004
- [Koyama(2006)] Koyama, K et al. 2006 PASJ
- [Xu (2002)] Xu, H et al. Astrophysical Journal, 2002 579:600-606
- [Tamura (2003)] T. Tamura et al. A&A 399, 497-504
- [Anders, Grevesse (1989)] Anders, E., & Grevesse, N., 1989, Geochim. Cosmochim. Acta, 53, 197
- [Alton, Davis, Bianchi (1999)] Alton, P.B., Davis, J.I. & Bianchi, S., 1999, A&A 343, 51
- [Appleton, Davis, Stephenson (1981)] Appleton, P.N., Davis, R.D. & Stephenson, R.J., 1981, MNRAS 195, 327
- [Cappi et al. (1999)] Cappi, M. et al. 1999, A&A 350, 777
- [Clementini et al. (1999)] Clementini, G., Gratton, R.G., Carretta, E., Sneden, C. 1999, MNRAS 302, 22
- [Cottrel (1977)] Cottrel, G.A. 1977, MNRAS 178, 577
- [Devine, Bally (1999)] Devine, D. & Bally, J., 1999, ApJ 510, 197
- [Dickey, Lockman (1990)] Dickey, J.M. & Lockman, F.J., 1990, ARA&A 28, 215
- [Engelbracht et al. (2006)] Engelbracht, C.W., et al. 2006, ApJL 642, L127
- [Fabbiano (1988)] Fabbiano, G., 1988, ApJ 330, 672
- [Finoguenov, David, Ponman (2000)] Finoguenov, A., David, L.P., Ponman, T.J. 2000, ApJ, 544, 188
- [Finoguenov, Arnaud, David (2001)] Finoguenov, A., Arnaud, M., David, L.P., 2001, ApJ, 555, 191
- [Freedman et al. (1990)] Freedman, W.L., et al., 1994, ApJ 427, 628
- [Fukazawa et al. (1998)] Fukazawa, Y., et al., 1998, PASJ 50, 187
- [Gal et al. (2003)] Gal, R.R., et al., 2003, AJ 125, 2064
- [Griffiths et al. (2000)] Griffiths, R.E., et al. 2000, Science 290, 1325
- [Hoopes et al. (2005)] Hoopes, C.G., et al., 2005, ApJL 619, L99
- [Ishisaki et al. (2006)] Ishisaki, Y. et al., 2006, PASJ in press.
- [Jansen et al. (2001)] Jansen, F., et al., 2001, A&A 365, L1
- [Kirsch et al. (2005)] Kirsch, M.G.F., et al. 2005, SPIE 5898, 224

- [Kaaret et al. (2001)] Kaaret, P. et al. 2001, MNRAS 321, L29
- [Koyama et al. (2006)] Koyama, K. et al. 2006, PASJ in press.
- [Krasnopolsky, Greenwood, Stancil (2004)] Krasnopolsky, V.A., Greenwood, J.B., Stancil, P.C., 2004, Space Sci. Rev., 113, 271
- [Kunieda, Mitsuda, Takahashi (2006)] Kunieda, H., Mitsuda, K., Takahashi, T., 2006, Proc. SPIE, 6266, in press.
- [Kushino et al. (2002)] Kushino, A., Ishisaki, Y., Morita, U., Yamasaki, N.Y., Ishida, M., Ohashi, T., & Ueda, Y., 2002, PASJ 54, 327
- [Lallement (2004)] Lallement, R., 2004, A&A 422, 391
- [Lloyd-Davies, Ponman, Cannon (2000)] Lloyd-Davies E.J., Ponman, T.J., & Cannon, D.B., 2000, MNRAS 315, 689
- [Lehnert, Heckman, Weaver (1999)] Lehnert, M.D., Heckman, T.M., & Weaver, K.A., 1999, ApJ 523, 575
- [Lumb et al. (2002)] Lumb, D.H., Warwick, R.S., Page, M., & De Luca A., 2002, MNRAS 389, 93
- [Matsumoto, Tsuru (1999)] Matsumoto, H. & Tsuru, T.G., 1999, PASJ 51, 321
- [Matsumoto et al. (2001)] Matsumoto, H. Tsuru, T.G., Koyama, K., Awaki, H., Canizares, C.R., Kawai, N., Matsushita, S. & Kawabe, R., 2001, ApJL 547, L25
- [Mewe, Gronenschild, van den Oord (1985)] Mewe, R., Gronenschild, E.H.B.M., & van den Oord, G.H.J., 1985, A&AS 62, 197
- [Mitsuda et al. (2006)] Mitsuda, K. et al., 2006, PASJ in press.
- [Moran, Lehnert (1997)] Moran, E.C., & Lehnert, M.D., 1997, ApJ 478, 172
- [Nomoto, Thielemann, Yokoi (1984)] Nomoto, K., Thielemann, F.-K., Yokoi, K., 1984, ApJ 286, 644
- [Ohashi et al. (2006)] Ohashi, T. et al. 2006, Proc. SPIE, 6261, in press.
- [Origlia et al. (2004)] Origlia, L., Ranalli, P., Comastri, A., & Maiolino, R., 2004, ApJ 606, 862
- [Ponman, Cannon, Navarro (1999)] Ponman, T.J., Cannon, D.B., & Navarro J.F., 1999, Nature 397, 135
- [Ptak et al. (1997)] Ptak, A., Serlemitsos, P., Yaqoob, T., and Mushotzky, R., 1997, AJ 113, 1286
- [Ptak, Griffiths (1999)] Ptak, A., Griffiths, R., 1999, ApJL 517, L85
- [Ranalli et al. (2005)] Ranalli, P., et al. 2005, Astro-Ph/051102
- [Read, Stevens (2002)] Read, A.M., & Stevens, I.R., 2002, MNRAS 335, L36
- [Serlemitsos et al. (2006)] Serlemitsos, P. et al. 2006, PASJ in press.
- [Smith et al. (2001)] Smith, R.K., Brickhouse, N.S., Liedahl, D.A. Raymond, J.C., 2001, ApJL 556, L91
- [Stevens, Read, Bravo-Guerrero (2003)] Stevens, I.R., Read, A.M., & Bravo-Guerrero, J., 2003, MNRAS 343, L47
- [Strickland, Ponman, Stevens (1997)] Strickland, D.K., Ponman, T.J., & Stevens, I.R., 1997, A&A 320, 378
- [Strüder et al. (2001)] Strüder, L., et al., 2001, A&A 365, L18
- [Thielemann, Nomoto, Yokoi (1986)] Thielemann F.-K., Nomoto, K., Yokoi, K., 1986, A&A 158, 17
- [Turner et al. (2001)] Turner, M.J.L., et al., 2001, A&A 365, L27
- [Tsuru et al. (1990)] Tsuru, T., et al., 1990, PASJ 42, L75
- [Tsuru et al. (1997)] Tsuru, T.G., Awaki, H., Koyama, K., & Ptak, A., 1997, PASJ 49, 619
- [Tsujiimoto et al. (1995)] Tsujimoto, T, et al., 1995, MNRAS 277, 945

- [Watson, Stanger, Griffiths (1984)] Watson, M.G., Stanger, V., & Griffiths, R.E., 1984, ApJ 286, 144
- [Weaver, Heckman, Dahlem (2000)] Weaver, K.A., Heckman, T.M., & Dahlem, M., 2000, ApJ 534, 684
- [Wegmann et al. (1998)] Wegmann, R., et al. 1998, Planet. Space Sci. 46, 603
- [Yamada, Kitayama (2005)] Yamada, K. & Kitayama, T., 2005, PASJ 57, 611
- [Yun, Ho, Lo (1993)] Yun, M.S., Ho, P.T.P., & Lo, K.Y., 1993, ApJL 411, L17
- [Yun, Ho, Lo (1994)] Yun, M.S., Ho, P.T.P., & Lo, K.Y., 1994, Nature 372, 530