

X線天文衛星「すざく」による狭輝線セイファート1銀河
PG1211+143 の観測

大阪大学 大学院理学研究科 宇宙地球科学専攻
博士前期課程 2年

内野 雅広

2007年2月6日

概要

PG1211+143 は近傍 ($z=0.0809$) の明るいクェーサー (全光度で $\sim 10^{45}$ erg s $^{-1}$) の一つであり、狭輝線セイファート 1 型銀河にも分類される。その X 線放射は、2 keV 以上で勾配が急で、1 keV 以下の低エネルギー側で放射が超過 (軟 X 線超過) したスペクトルと激しい X 線変動を示す、といった狭輝線セイファート 1 型銀河に特徴的な性質を持つ。さらに、過去の Chandra 衛星のグレーティング観測で赤方偏移した 4.56、5.33 keV (静止系座標) の吸収線構造、XMM-Newton 衛星の観測で青方偏移した 7.6 keV (静止系座標) の吸収線構造が検出されている。

今回、PG1211+143 を「すざく」衛星を用いて 2005 年 11 月 24 日から 27 日にわたって ~ 100 ksec の観測を行った。今回の観測で、2–10 keV のフラックスが 3.6×10^{-12} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ となり過去の観測 (2004 年) と比べて約 1/2 倍ほど暗くなっていた。また、観測時間中で最大約 2 倍の X 線変動が検出されたことや、1 keV 以下のスペクトルから軟 X 線超過が見られた。さらに、Fe K α の輝線や 1.0 keV、2.0 keV、2.6 keV、7.3 keV に吸収線構造が検出された。2001 年の XMM-Newton 衛星で共通に見られた吸収線のエネルギーと比較すると、今回の観測は $11.0 \pm 1.0\%$ 減少していた。また、1.0 keV の吸収線においては、時間と共に強度が小さくなっていく傾向 (等価幅が最大のとときと最小のとときで差が ~ 70 eV) が見られた。

本論文では、このスペクトルの観測結果と 2001 年の XMM-Newton 衛星の観測との比較について詳細に述べる。

目次

第 1 章	活動銀河核	8
1.1	クェーサー	8
1.2	セイファート銀河	9
1.2.1	セイファート銀河の統一モデル	11
1.2.2	狭輝線セイファート 1 銀河	11
1.3	セイファート銀河の X 線スペクトル	13
1.3.1	軟 X 線超過	13
1.3.2	Warm Absorber	14
1.3.3	Power Law	14
1.3.4	Fe K α 輝線	14
1.3.5	Reflection Component	15
1.4	エディントン限界	15
第 2 章	X 線天文衛星「すざく」	16
2.1	概観	16
2.2	X 線望遠鏡 (XRT)	17
2.3	X 線カロリメータ (XRS)	19
2.4	硬 X 線検出器 (HXD)	20
2.5	X 線 CCD カメラ (XIS)	21
2.5.1	XIS システム	21
2.5.2	データ処理	25
2.5.3	XIS の性能	26
2.5.4	フリッカリングピクセルとバッドコラム	29
2.5.5	コンタミナント (コンタミ)	30
第 3 章	狭輝線セイファート 1 銀河 PG1211+143	32
3.1	PG1211+143 の特徴	32
3.2	X 線による観測	33
第 4 章	「すざく」の観測とデータリダクション	36
4.1	「すざく」観測の概要	36
4.2	データリダクション	37
4.3	XIS イベントファイルとレスポンスファイル	37
4.4	解析ソフトウェア	38

第 5 章	XIS データ解析	39
5.1	イメージ	39
5.2	バックグラウンド領域の選定	40
5.2.1	PG1211+143 及び SDSS J121356.19+140431.3 以外の領域	40
5.2.2	Lockman Hole 内の領域	42
5.2.3	円環領域 A と Lockman Hole 内のバックグラウンド領域を用いたときのスペクトルの比較	43
5.3	時間変動解析	45
5.3.1	ライトカーブ	45
5.3.2	スペクトル変動	47
5.3.3	Fractional variability amplitudes	50
5.3.4	Excess variance	52
5.4	スペクトル解析	53
5.4.1	平均スペクトル	54
5.4.2	スペクトル変動	54
5.4.3	0.85–1.2 keV の吸収線のフィッティング	59
5.4.4	4.56 keV、5.33 keV の吸収構造	61
5.4.5	Fe-K の輝線、7 keV 以上の吸収構造のフィッティング	61
5.4.6	高電離した Ne、Mg、Si、S、Fe の吸収線	63
第 6 章	議論	66
6.1	過去の観測結果との比較	66
6.1.1	軟 X 線超過	66
6.1.2	4.56 keV、5.33 keV(静止系座標) の吸収線	66
6.1.3	7 keV 以上の吸収構造	67
6.1.4	高電離した Ne、Mg、Si、S、Fe の吸収線	68
6.2	XMM-Newton の観測(2001 年) 結果との比較	69
6.2.1	アウトフローの速度が下がった場合	70
6.2.2	電離度が下がった場合	71
6.2.3	第 3 の解釈	72
第 7 章	まとめ	74

目次

1.1	キューサーの典型的な可視光スペクトル	8
1.2	セイファート1型とセイファート2型の可視光スペクトル	10
1.3	セイファート統一モデルの構造模式図	11
1.4	狭輝線セイファート1銀河とセイファート1型及びセイファート2型のH β 波長帯での可視光スペクトルの比較	12
1.5	セイファート銀河のX線スペクトルのモデル	13
1.6	Chandra 衛星のグレーティング観測によって見つかった吸収線	14
2.1	M-V ロケットに結合されたすざく衛星の概観	16
2.2	衛星上での各検出器の配置	17
2.3	XRT の外観と配置図	18
2.4	XIS4 台における光軸の位置	18
2.5	強度分布の広がりイメージと視野中心の強度で規格化した強度の分布関数	19
2.6	XRS の外観	20
2.7	HXD の外観	20
2.8	XIS センサー外観図	21
2.9	XIS-CCD の模式図	22
2.10	XIS-CCD のイメージ	22
2.11	XIS-CCD の上面	22
2.12	TEC 素子の断面図	22
2.13	XIS の座標系と校正線源の位置	23
2.14	Window Option	24
2.15	Normal/Burst モードのイベント	25
2.16	Normal/Burst モードのグレードの定義	27
2.17	表面照射型 CCD の断面図	28
2.18	裏面照射型 CCD の断面図	28
2.19	XIS の表面照射型 CCD 裏面照射型 CCD の検出効率	28
2.20	XIS0、1、2、3での視野中心の炭素の柱密度の経年変化	31
2.21	XIS1 での炭素の柱密度のラディアルプロファイル	31
2.22	XIS0、1、2、3での炭素と酸素の柱密度の比	31
3.1	可視-X線のSED	32
3.2	Yaqoob et al. によるあすか衛星の観測結果と過去の観測でのスペクトルの比較	33

3.3	PG1211+143 のスペクトルとモデルの比 (Pounds & Page)	34
3.4	1–10 keV の PG1211+143 のスペクトルとモデルの比 (Pounds et al.)	34
3.5	4–6 keV の PG1211+143 のスペクトル	35
5.1	XIS0、1、2、3 全て足したイメージ	39
5.2	5–8 keV の XIS0、1、2、3 のイメージ	40
5.3	図 5.2 の円環領域 A のライトカーブ	41
5.4	XIS0、1、2、3 の領域 B、C、D、E の 5–8 keV のライトカーブ	41
5.5	5–8 keV での XIS0、1、2、3、領域 A、B、C、D、E のバックグラウンド強度	42
5.6	Lockman Hole の XIS0 のイメージ	43
5.7	XIS0、1、2、3 の 5–8 keV での Lockman Hole のライトカーブ	43
5.8	バックグラウンドとして Lockman Hole 内のバックグラウンド領域を用い たときのスペクトル	44
5.9	バックグラウンドとして円環領域 A を用いたときのスペクトル	44
5.10	バックグラウンドとして Lockman Hole 内のバックグラウンド領域または 円環領域 A を用いた時の zphabs モデルの N_{H} とべき Γ の信頼区間	44
5.11	0.4–0.6 keV の XIS0、1、2、3 のライトカーブ	45
5.12	図 5.11 と同様に 2.0–8.0 keV のライトカーブ。	45
5.13	図 5.11 と同様に 0.4–0.5 keV のライトカーブ。	46
5.14	図 5.11 と同様に 0.85–1.2 keV のライトカーブ	46
5.15	図 5.11 と同様に 3.0–3.5 keV のライトカーブ	46
5.16	図 5.11 と同様に 3.5–4.5 keV のライトカーブ	46
5.17	図 5.11 と同様に 4.5–5.2 keV のライトカーブ	46
5.18	図 5.11 と同様に 3.0–4.0 keV のライトカーブ	47
5.19	図 5.11 と同様に 5.5–6.5 keV のライトカーブ	47
5.20	図 5.11 と同様に 6.5–8.0 keV のライトカーブ	47
5.21	0.4–0.6 keV と 2–8 keV のライトカーブとハードネス比	48
5.22	図 5.21 と同様に 0.85–1.15 keV と 2–8 keV のライトカーブとハードネス比	48
5.23	図 5.21 と同様に 0.4–0.5 keV と 0.85–1.2 keV のライトカーブとハードネス比	49
5.24	図 5.21 と同様に 3.0–3.5 keV と 3.5–4.5 keV のライトカーブとハードネス比	49
5.25	図 5.21 と同様に 3.0–3.5 keV と 4.5–5.2 keV のライトカーブとハードネス比	49
5.26	図 5.21 と同様に 3.0–4.0 keV と 5.5–6.5 keV のライトカーブとハードネス比	49
5.27	図 5.21 と同様に 3.0–4.0 keV と 6.5–8.0 keV のライトカーブとハードネス比	49
5.28	0.4–0.6 keV のカウントレートと 2–8 keV のカウントレートの関係	50
5.29	0.85–1.15 keV のカウントレートと 2–8 keV のカウントレートの関係	50
5.30	XIS0、1、2、3 でのエネルギーと F_{var} の関係	51
5.31	全センサーでのエネルギーと F_{var} の関係	52
5.32	PG1211+143 のスペクトルとモデルフィットの比	53
5.33	0.4–0.6 keV と 2–8 keV の時間帯 A、B のハードネス比	55
5.34	図 5.33 の時間帯 A、B のスペクトル	55
5.35	0.85–1.15 keV と 2–8 keV の時間帯 A、B のハードネス比	56

5.36	時間帯 A、B のスペクトル	56
5.37	状態 A、B の 0.4– 0.6 keV のカウントレートと 2.0– 8.0 keV のカウントレートの関係	57
5.38	図 5.37 の状態 A、B のスペクトル	57
5.39	状態 A、B の 0.85–1.15 keV のカウントレートと 2–8 keV のカウントレートの関係	58
5.40	図 5.39 の状態 A、B のスペクトル	58
5.41	0.4–0.5 keV と 0.85–1.2 keV の時間帯 A、B、C のハードネス比	59
5.42	図 5.41 の時間帯 A、B、C のスペクトル	60
5.43	4.56 keV、5.33 keV(静止系座標) のフィッティング	61
5.44	7 keV 以上の吸収構造を吸収線モデルでフィットした場合のスペクトル . . .	62
5.45	7 keV 以上の吸収構造を吸収端モデルでフィットした場合のスペクトル . . .	63
5.46	0.5–5.0 keV の PG1211+143 のスペクトルとモデルの比	64
5.47	4–10 keV の PG1211+143 のスペクトルとモデルの比	65
6.1	今回の観測で得られた吸収線と 2001 年の XMM-Newton の観測で得られた吸収線の関係。	70

表目次

2.1	各検出器の諸性能	17
2.2	5×5、3×3モードのテレメトリ情報	26
4.1	PG1211+143の観測データ	36
4.2	解析に用いたデータ及びRMF、ARFファイル	38
5.1	円環領域AまたはLockman Hole内のバックグラウンド領域をバックグラウンド領域として用いたときのパラメータ	44
5.2	128、256、512ピンでのExcess variance	52
5.3	Leighly et al.の観測で求めたExcess varianceと今回の観測で求めたExcess varianceの比較	53
5.4	2–10 keVのフラックス及び光度	54
5.5	図5.33の時間帯A、Bのパラメータ	55
5.6	図5.35の時間帯A、Bのパラメータ	56
5.7	図5.37の状態A、Bのパラメータ	58
5.8	図5.39の状態A、Bのパラメータ	59
5.9	図5.41の時間帯A、B、Cのパラメータ	60
5.10	4.56 keV、5.33 keV(静止系座標)の吸収線の等価幅の上限値	61
5.11	7 keV以上の吸収構造を吸収線モデルでフィットした場合のフィッティングパラメータ	62
5.12	7 keV以上の吸収構造を吸収端モデルでフィットした場合のフィッティングパラメータ	63
5.13	Pounds & Pageで検出されたNe、Mg、Si、Sの吸収線のエネルギーに吸収線モデルを適用したときのフィットパラメータ	64
5.14	Pounds et al.で検出された7.6 keV、8.70 keVの吸収線に吸収線モデルを適用したときのフィットパラメータ	65
6.1	今回の観測で得られた温度と0.3–1keVの光度とPounds et al.の結果	66
6.2	4.56 keV、5.33 keV(静止系座標)の等価幅の上限値とReeves et al. [50])の結果の比較。上限値は90%の信頼区間で示した。	67
6.3	今回のFe K α 輝線とPounds et al.のエネルギー、幅 σ 、等価幅の比較。	67
6.4	7 keV以上の吸収構造において、吸収線モデルでフィットした場合とPounds et al.との比較。	67
6.5	Ne、Mg、Si、Sの吸収線が検出されたエネルギーに吸収線モデルを適用した結果とPounds & Pageの結果との比較	68

6.6	Pounds et al. で検出された高エネルギー吸収線と今回の結果の比較	69
6.7	今回の観測で得られた吸収線と 2001 年の XMM-Newton の観測で得られた 吸収線	69
6.8	2001 年の XMM-Newton の観測で検出された吸収線と同定されたライン。	71
6.9	Ne、Si、S、Fe のエネルギーリスト	72

第1章 活動銀河核

活動銀河核 (Active Galactic Nuclei) は、銀河中心の 0.1– 数百 pc 程度のコンパクトな領域から、 $10^{11} L_{\odot} \text{ergs}^{-1}$ (L_{\odot} :太陽光度) 以上ものエネルギーを放射している天体である。中心には、 $10^5\text{--}10^8 M_{\odot}$ (M_{\odot} :太陽質量) もの超巨大ブラックホールが潜んでおり、その周りには、星間ガスの降着円盤があると考えられている。この天体の放射のエネルギースペクトルは電波から X 線まで広い波長域にわたり、とくに、紫外域でもっとも多くの放射をしている。

活動銀河核には、B バンドの等級によって種類が分けられ (Schmidt & Green, 1983 [1])、絶対等級 $M_B < -23$ の活動銀河核をクェーサー (quasar: quasi stellar object、QSO とも呼ばれる。)、絶対等級 $M_B > -23$ の活動銀河核をセイファート銀河 (Seyfert Galaxy) と呼ぶ。

本章では、クェーサー及びセイファート銀河の特徴や活動銀河核の X 線スペクトルの詳細について述べる。

1.1 クェーサー

クェーサーは、絶対等級 $M_B < -23$ の活動銀河核である。クェーサーは、1950 年代後半に最初の電波サーベイ観測の結果、初めて発見された。その当時は、強い電波源としか分かっていなかったが、Matthews & Sandage [2] による光学観測で、3C48 という強い電波を出している天体を可視光源として同定し、その時、非常に小さく星のように青白く見え、その後の観測でも似たような天体が見つかったことから、これらの天体をまとめて準恒星状天体 (quasi stellar object)、略してクェーサー (quasar) と呼ばれるようになった。

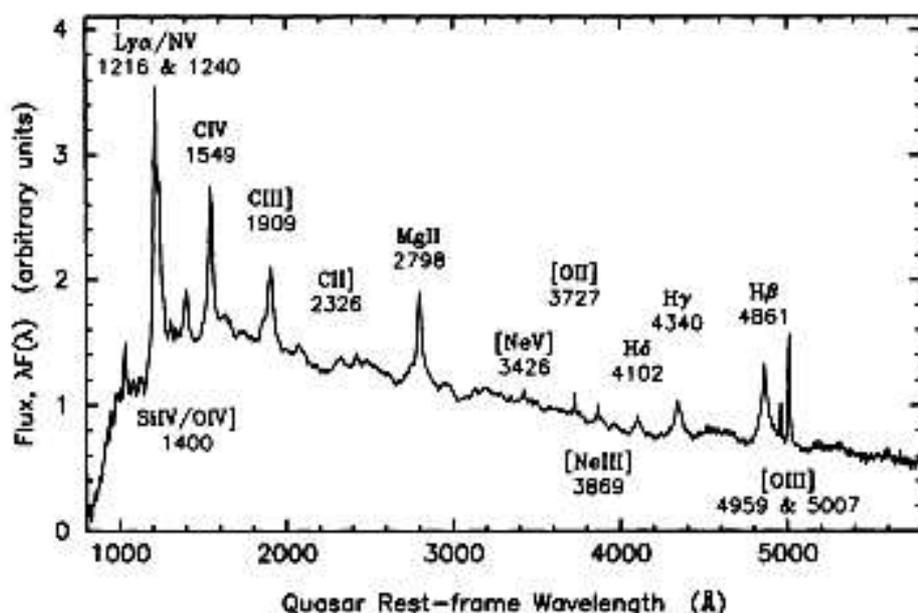


図 1.1: クェーサーの典型的な可視光スペクトル (Francis et al.[4]).

1.2 セイファート銀河

セイファート銀河 (Seyfert Galaxy) は、絶対等級 $M_B > -23$ の活動銀河核で、その光度は銀河系内の星全体の光度に匹敵する。セイファート銀河は、可視光のスペクトルによってさらに分類され、強度が強くて幅が広がった許容線をもつセイファート銀河をセイファート1型、幅が狭い許容線の輝線スペクトルをもつセイファート銀河をセイファート2型と呼んでいる。

幅が広い許容線は、電子密度が 10^9 cm^{-3} 以上の、中心核から 1 pc 以下にある広輝線領域 (broad-line region:BLR) から放射されていると考えられている。輝線の幅は、広輝線領域のガスのドップラー運動によって広がり、その速度は $3000\text{--}10000 \text{ km s}^{-1}$ と見積られている。

一方、幅が狭い禁制線は、電子密度が $10^3\text{--}10^6 \text{ cm}^{-3}$ で、中心核から数十–数百 pc にある狭輝線領域 (narrow-line region:NLR) から放射されていると考えられている。ガス密度が極めて薄いため、ガスの原子同士の衝突が非常にまれになり、禁制線が生じる。輝線の速度幅は、 $300\text{--}1000 \text{ km s}^{-1}$ と観測されている。

図 1.2 にセイファート1型とセイファート2型の可視光スペクトルをそれぞれ示す。セイファート1型には、広がった輝線が見えるのに対し、セイファート2型には狭い輝線しか見えないのが分かる。

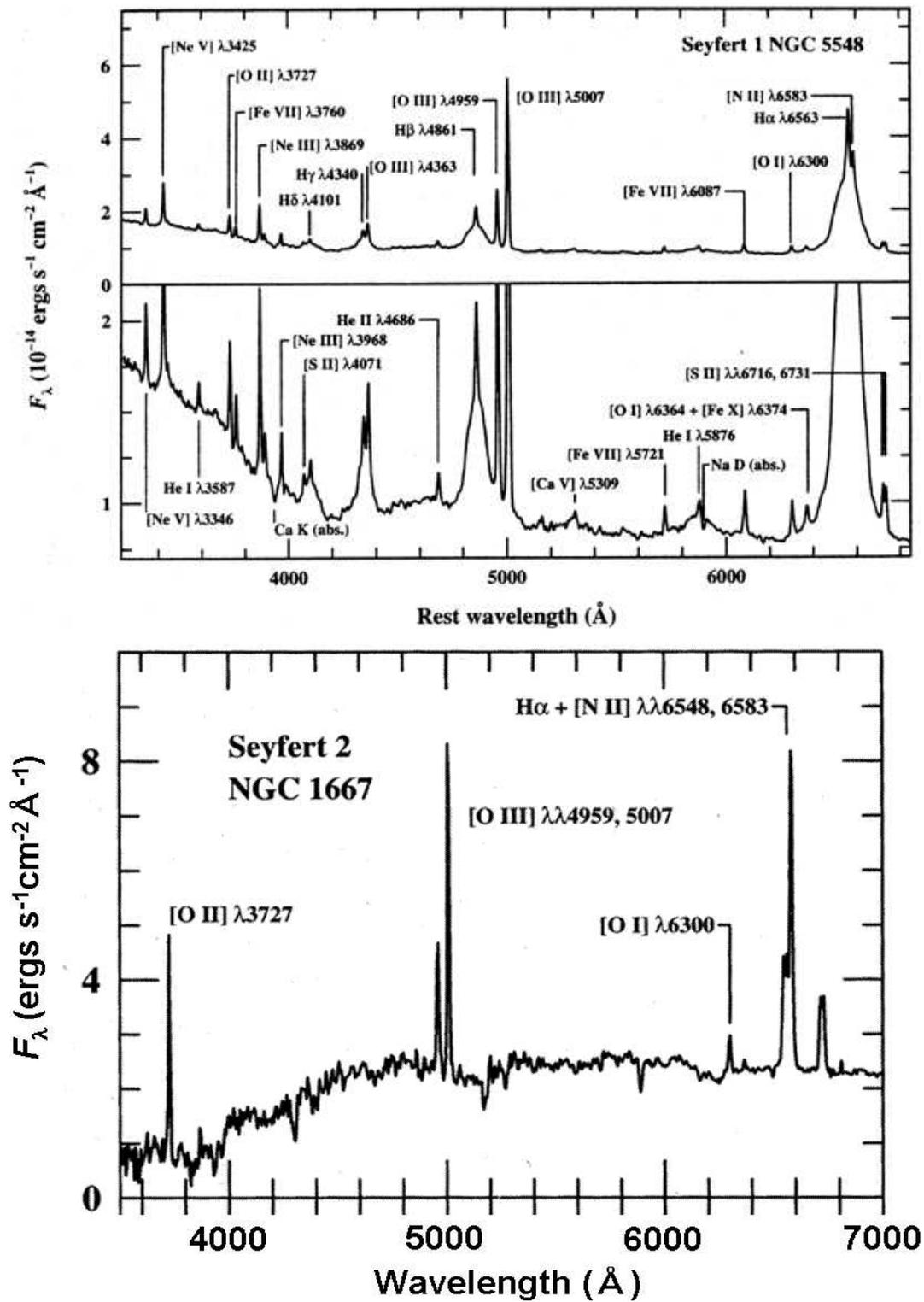


図 1.2: セイファート 1 型とセイファート 2 型の可視光スペクトル (Peterson,[5])。 (上) セイファート 1 型 (NGC5548)、下のパネルは上のパネルを拡大したもの。 (下) セイファート 2 型 (NGC1667)。

1.2.1 セイファート銀河の統一モデル

セイファート1型とセイファート2型を統一的に考えたのがセイファート銀河の統一モデルである。図1.3にセイファート統一モデルの構造模式図を示す。中心核の周りにトーラス状の吸収物質が取り巻いており、トーラス状の吸収物質に広輝線領域が遮られないで直接観測できるものがセイファート1型、トーラス状の吸収物質によって広輝線領域が隠されてしまい、散乱光など間接的にしか観測できないものがセイファート2型と考えられている。

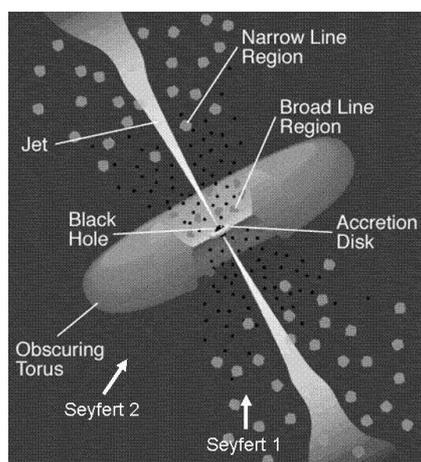


図 1.3: セイファート統一モデルの構造模式図。中心核の周りにトーラス状の吸収物質が取り巻いており、トーラス状の吸収物質に広輝線領域が遮られないで直接観測できるものがセイファート1型、トーラス状の吸収物質によって広輝線領域が隠されてしまい、散乱光など間接的にしか観測できないものがセイファート2型と考えられている (Urry & Padovani [6])。

1.2.2 狭輝線セイファート1銀河

狭輝線セイファート1銀河は、Davidson & Kinman [7] による Mrk 359 の可視分光観測で初めて認識された後、Osterbrock & Pogge [8] により体系的に記述なされ、狭輝線セイファート1という呼び名が付けられた。

その形式的な、狭輝線セイファート1銀河のスペクトル分類基準は、

- 禁制線よりわずかに広がった幅の狭い許容線。
- $[O\ III]/H\beta < 3$ 、または、 $[Fe\ VII]$ や $[Fe\ Vx]$ などの Seyfert 2 に見られない高階電離輝線がある。
- $FWHM(H\beta) < 2000\ km\ s^{-1}$ で、セイファート1型と比べると狭く、セイファート2型より広い。

である。

図1.4に狭輝線セイファート1銀河とセイファート1型及びセイファート2型のH β 波長帯での可視光スペクトルを比較したものを示す(Pogge [9])。狭輝線セイファート1銀河とセイファート1型と似たスペクトルでH β の幅がセイファート1型に比べて狭い。

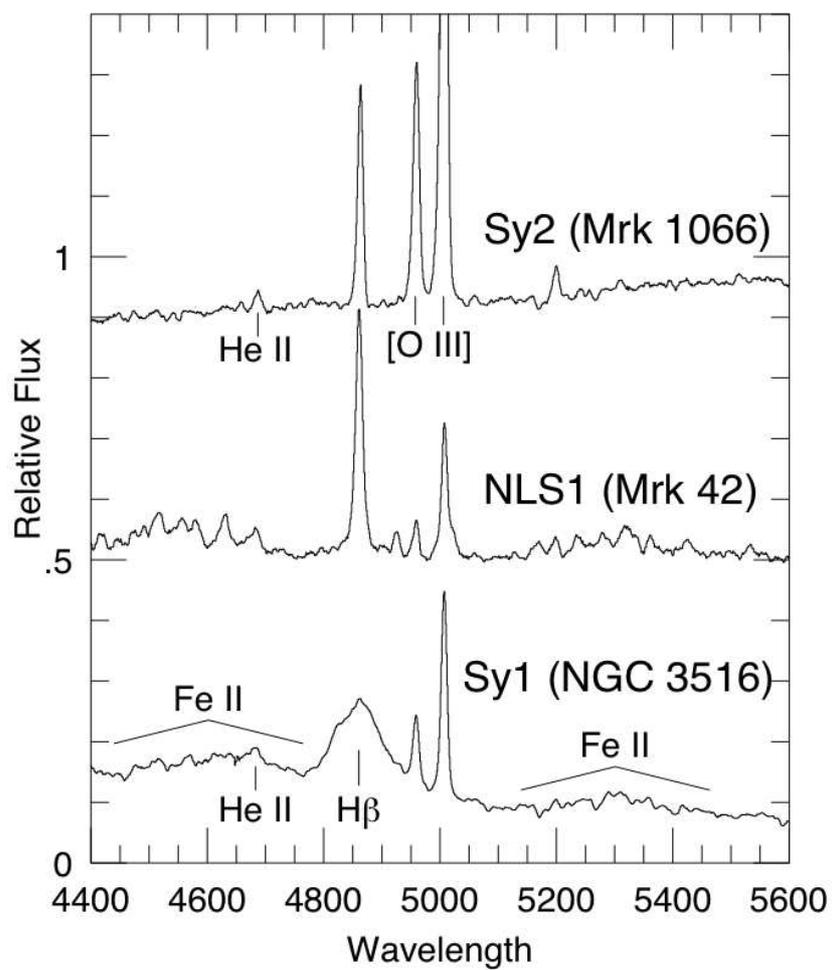


図 1.4: 狭輝線セイファート 1 銀河とセイファート 1 型及びセイファート 2 型の $H\beta$ 波長帯での可視光スペクトルの比較 (Pogge [9])。 (図中央) 狭輝線セイファート 1 Mrk42、 (図下段) セイファート 1 型 NGC 3516、 (図上段) セイファート 2 型 Mrk 1066 のスペクトル。

1.3 セイファート銀河の X 線スペクトル

X 線は活動銀河核の全光度の $\sim 10\%$ を占めるだけでなく、その時間変動が活動銀河核の最深部の情報をもっているため、X 線の観測は活動銀河核の構造を理解する上で重要である。

セイファート銀河の X 線スペクトルは主に、以下の 5 つの成分から成り立っている (図 1.5)。

1. 軟 X 線超過
2. Warm Absorber
3. Power Law(べき関数)
4. Fe $K\alpha$ 輝線
5. Reflection Component

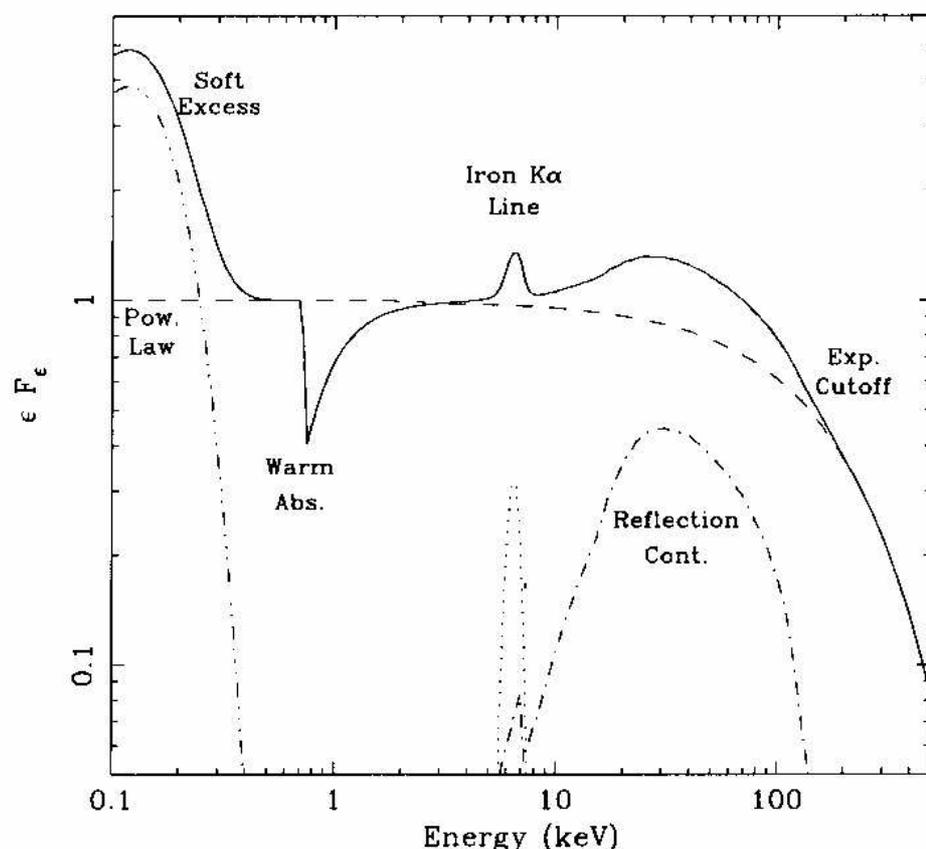


図 1.5: セイファート銀河の X 線スペクトルのモデル (Fabian [10])。軟 X 線超過、Warm Absorber、Power Law(べき関数)、Fe $K\alpha$ 輝線、Reflection Component の 5 つの成分からなる。

1.3.1 軟 X 線超過

軟 X 線超過とは、2keV 以上のエネルギースペクトルをべき関数でフィットし、それを 2keV 以下に外挿した時の放射の超過成分のことである。この軟 X 線超過成分のスペクトルは多温度黒体放射モデル (幾何学的に薄く光学的に厚い降着円盤が黒体放射するときのスペクトルを表したモデル) で再現できるが、標準降着円盤モデル (Shakura & Sunyaev [11]) から予想される温度と比べると、フィット結果から得られる温度は高過ぎてしまう。一方、移流効果を補正した光学的に厚い

降着円盤モデル(スリムディスク)では軟X線超過成分を説明できるが、軟X線超過成分のモデルについてはまだ論争中である。

1.3.2 Warm Absorber

Warm Absorber は Einstein 衛星によるクェーサー MR2251-178 の観測で発見された (Halpern [13])。その後の ASCA 衛星の観測で、Seyfert 1 型銀河の約半分に warm absorber が見つかっている。近年の XMM-Newton 衛星、Chandra 衛星のグレーティングによる高いエネルギー分解能での分光観測により、warm absorber は 2、300 km/sec 程青方偏移した様々なイオン化レベルの細かい吸収線の集まりであることが明らかになった (図 1.6、Kaastra et al.[14]; Kaspi et al. [15])。

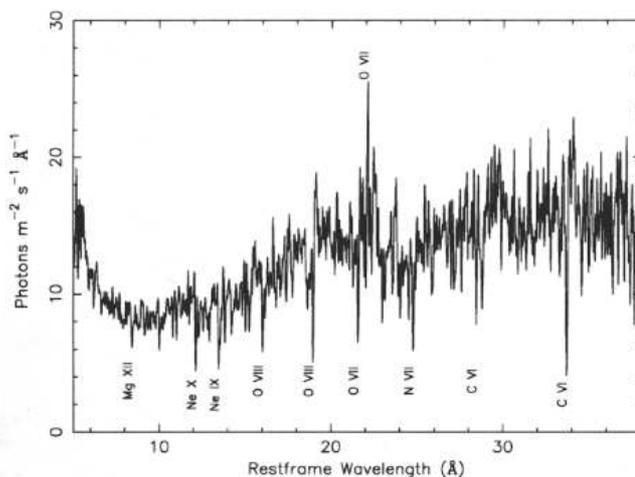


図 1.6: Chandra 衛星のグレーティング観測によって見つかった吸収線 (Kaastra et al. [14])。

1.3.3 Power Law

Power Law は、

$$P_E = K E^{-\alpha} \quad (3.1)$$

で表される。K は単位時間、単位エネルギー、単位面積あたりの放射光子数で α は光子指数と呼ばれる無次元量である。Power Law 成分の放射として、熱的に分布しているプラズマの電子の光子による逆コンプトン散乱モデルがある。これは、降着円盤から放射される可視光 - 紫外線領域の光子が降着円盤を取り巻くコロナ中の高エネルギー電子と逆コンプトン散乱を起こし、上方散乱されると考えられている。

その他のモデルとしては、ブラックホール近傍にある光子と光子の相互作用によって、電子と陽電子のペアが出来るといったモデルがある (Zdziarski et al. [16])。

1.3.4 Fe K α 輝線

X 線スペクトルの ~ 6.4 keV (静止系座標) には中性の Fe K α 輝線が見える。これは、低電離状態の冷たい物質から生じていると考えられている。この輝線の速度幅はクェーサー及びセイファート銀河のほとんどが数千 km^{-1} のオーダーになっている (Mushotzky et al. [18])。極端な場合とし

て、MCG-6-30-15 というセイファート 1 型の Fe K α 輝線の速度幅は、 $100,000\text{km}^{-1}$ であり、これは、ブラックホール周辺での 3–10 倍のシュバルツシルド半径内の重力赤方偏移によって生じたとされている (Tanala et al. [19])。

1.3.5 Reflection Component

10 keV 以上の X 線スペクトルに現れ、 $\sim 30\text{keV}$ にピークをもつ成分は Reflection Component と呼ばれる。Primary Power Law が降着円盤またはダストトラスにある低エネルギー電子とコンプトン反射し、エネルギーが失われると考えられている。

1.4 エディントン限界

質量 M をもつ天体が、自分自身で放射する光子による放射圧で吹き飛ばされて、ばらばらにならないという要請から、その天体の光度 L にはある上限が存在する。この限界の光度をエディントン限界光度と呼ぶ。エディントン限界光度は天体の重力と放射圧による力がちょうど釣り合う光度である。

天体から放射されるガスは強い放射圧のもとでは電離しており、宇宙の物質の大部分は水素からなっているので、水素原子が電離して出来た陽子と電子からなる電離水素ガスの重力と放射圧の釣り合いについて考える。放射が等方的で球対称な天体の質量を M とする。また、Bondi Accretion という仮定をする。陽子と電子には天体による重力がかかるが、陽子の質量は電子に比べて非常に大きいので、重力 F_{grav} は

$$F_{\text{grav}} \approx \frac{GMm_p}{r^2} \quad (4.1)$$

となる。ここで m_p は陽子の質量である。一方、放射圧 F_{rad} は、トムソン散乱 (光子の電子による散乱) を考えればよいので、

$$F_{\text{rad}} = \frac{L\sigma_T}{4\pi r^2 c} \quad (4.2)$$

となる。ここで σ_T はトムソン散乱断面積である。以上から、エディントン限界光度 L_E は、

$$\frac{L_E\sigma_T}{4\pi r^2 c} = \frac{GMm_p}{r^2} \quad (4.3)$$

$$L_E = \frac{4\pi Gcm_p}{\sigma_e} M \approx 1.26 \times 10^{38} (M/M_\odot) (\text{ergs s}^{-1}) \quad (4.4)$$

と求められる。この式を見て分かるように、天体の限界光度は天体の質量のみで決まり、天体の距離に依存しない。

クェーサーの光度は $\sim 10^{46} \text{ergs s}^{-1}$ であるので、エディントン限界で光っている場合、中心核の質量は $10^8 M_\odot$ になる。0.1–数百 pc 程度のコンパクトな領域にこのような大量の物質を詰め込むと重力崩壊を起こしてブラックホールになると考えられている。

第2章 X線天文衛星「すざく」

すざく衛星 (Astro-E2) は、はくちょう (1979年打ち上げ)、てんま (1983年打ち上げ)、ぎんが (1987年打ち上げ)、あすか (1993年打ち上げ) に続く、2005年7月10日に打ち上げられた日本で第5番目のX線天文衛星である。衛星はJAXAのM-V-6号ロケットにより、近地点高度250 km、遠地点高度550 kmの楕円軌道に投入、その後、搭載二次推進系により、高度約550 kmの略円軌道へ修正された。

本章ではすざく衛星について述べる。

2.1 概観

すざく衛星は直径2.1 m、全長6.5 m(軌道上で鏡筒伸展後)の大きさを持ち、太陽パドルを広げると5.4 mの幅になる。衛星の重量は1700 kgにである。図2.1にM-Vロケットに結合されたすざく衛星の概観を示す。上半分がすざく衛星である。



図 2.1: M-V ロケットに結合されたすざく衛星の概観。上半分がすざく衛星である。

すざく衛星には、5台のX線望遠鏡 (XRT) が搭載されており、その焦点面には4台のX線 CCD カメラ (XIS) と1台のX線カロリメータ (XRS) が置かれる。さらに、10 eV-700 keV という硬X線帯域での世界最高感度を持つ硬X線検出器 (HXD) が搭載され、他検出器とあわせると0.2-700 keV という広帯域の観測能力を持つ。軌道投入後、XRSを冷却する液体ヘリウムが洩れだしてしまいXRSでの観測はできなくなってしまった。しかし、XIS、HXDは正常に動作しており、すでに60を越える天体を観測している。図2.2に衛星上での各検出器の配置、表2.1に各検出器

の諸性能を示す。図 2.2 に記されている ACTX、ACTY はセグメント A の読み出し口を原点とした座標系である (セグメントについての詳細は 2.5.1 節、XIS の座標については図 2.13 を参照。)

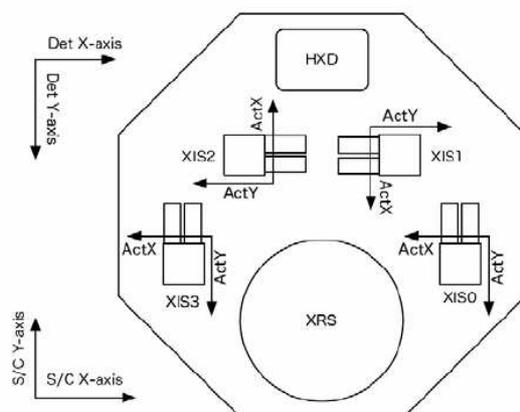


図 2.2: 衛星上での各検出器の配置。図中に記されている ACTX、ACTY はセグメント A の読み出し口を原点とした座標系である。

表 2.1: 各検出器の諸性能

	XRS	HXD	XIS
感度帯域	0.5-10keV	10-600keV	0.2-12keV
有効面積 (cm ²)	150@6keV	160@2keV 330@100keV	300@1keV
視野	2.9'×2.9'	0.56°×0.56°(<100keV) 4.5°×4.5°(>100keV)	18'×18'
hline 素子数	30	4×4(Well) 20(Anti)	1024×1024
素子サイズ	29"×29"		1.1"×1.1"
エネルギー分解能	6-7eV	3keV@20keV 10%@550keV	130eV@6keV
時間分解能	100 μs	61 μs	8ms - 8s

2.2 X線望遠鏡(XRT)

すざく衛星搭載の X 線望遠鏡 (XRT:X-ray Telescope) はあすか衛星に搭載されていた XRT を改良した多重薄板 X 線望遠鏡である (図 2.3 左)。搭載されている 5 台のうち、4 台 (XRT-I) の焦点面には XIS、1 台 (XRT-S) の焦点面には XRS が搭載される (図 2.3 右)。観測出来る空の領域は、XRT と焦点面検出器の相対的な位置関係によって決まる。XRT-I と光軸の位置 (有効面積が最大になる場所) と XIS 検出器の中心の相対的な関係を図 2.4 に示す。光軸の位置は検出器の中心と完全には一致していないが、4 台とも約 1' 以内に入っている。

口径は 40 cm で、焦点距離は、XRT-I が 4.75m、XRT-S が 4.5m である。厚さ 178 μm の薄板型反射鏡を同心円上に約 170 枚並べることで、小型超軽量だが高い効率の X 線望遠鏡を実現している。また、あすか衛星 XRT に比べて、平均の斜入射角が小さく、エネルギーの高い側での反射率は 2 倍 (@6keV) 程度高い。

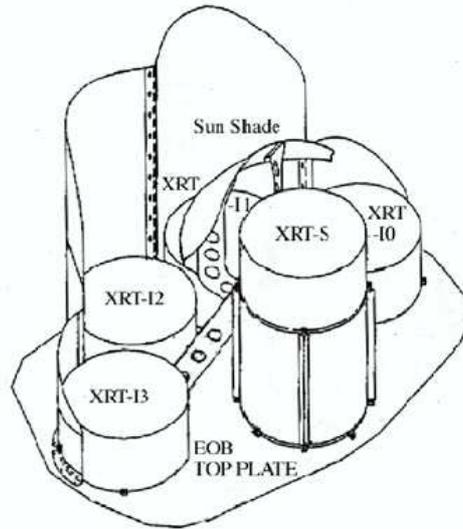


図 2.3: XRT の外観 (左) と配置図 (右)。

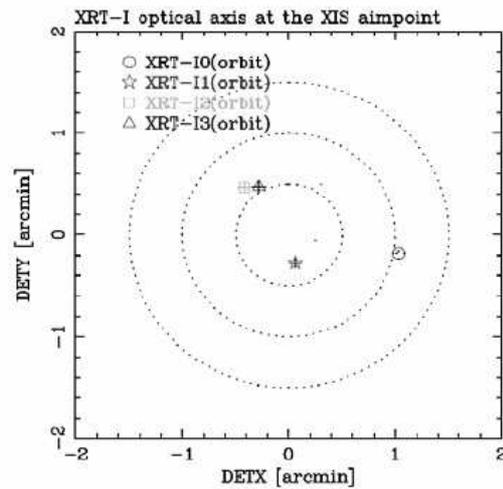


図 2.4: XIS4 台における光軸の位置。XIS4 台の光軸の位置を、検出器座標系で示した。

XRT の光軸を傾けると、(1) 開口部の幾何学的面積が小さくなるといったことや (2) 近接した反射鏡がお互いを隠すといったことが生じ、有効面積が減少する効果が現われる。この効果をビネットイングと呼ぶ。また、X 線望遠鏡によって反射された X 線は検出器上である分布をもって広がる。この分布関数のことを PSF(Point-Spread function) と呼ぶ。図 2.5 に、強度分布の広がりイメージ (上) と視野中心の強度で規格化した強度の分布関数 (下) を示す。XRT の角分解能は $2'$ である。

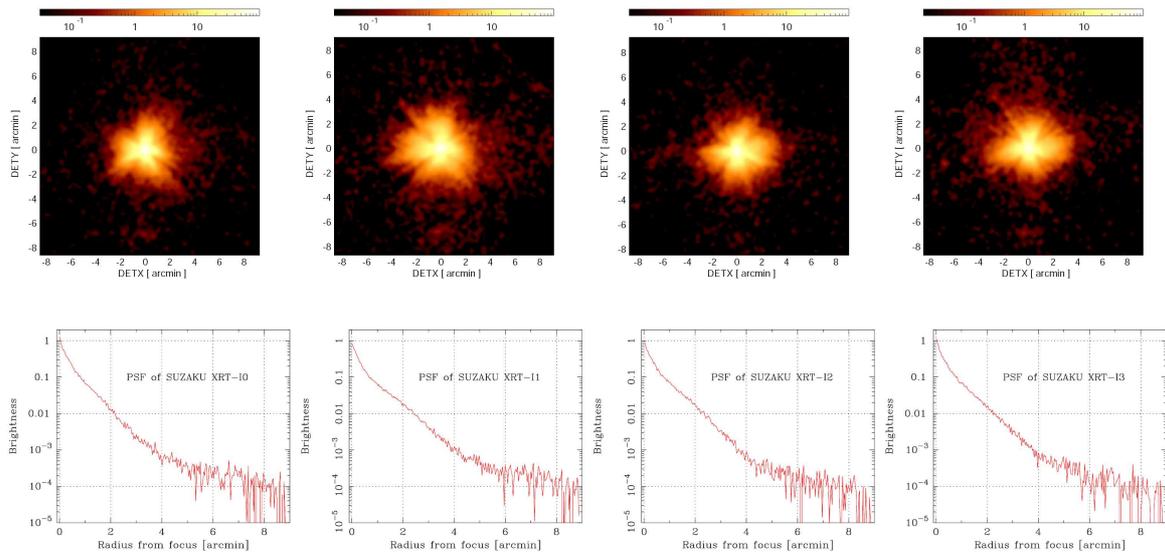


図 2.5: 強度分布の広がりイメージ (上) と視野中心の強度で規格化した強度の分布関数 (下)。 (左から) XRT-I0、XRT-I1、XRT-I2、XRT-I3。上のパネルは検出器座標で示した。XRT の角分解能は $2'$ である (The Suzaku Technical Description [36])。

2.3 X線カロリメータ (XRS)

XRS (X-ray Spectrometer) は、X線マイクロカロリメータを使った検出器である (外観は図 2.6)。X線マイクロカロリメータは、素子を極低温に冷やし、入射 X線のエネルギーを素子の温度上昇として測定する。極めて精度よく入射 X線のエネルギーを決めることができ、6-7eV のエネルギー分解能を達成している。

軌道上で極低温を実現するために、断熱消磁型冷凍機、液体ヘリウム容器、固体ネオン容器、機械式冷凍機の冷却システムが導入されている。XRS の寿命は冷媒である個体ネオンの量で決まり、2.5 年となっていた。

しかし、軌道上で液体ヘリウムが洩れ出してしまい、素子を冷却することができなくなってしまった。現在 XRS による観測は行なわれていない。

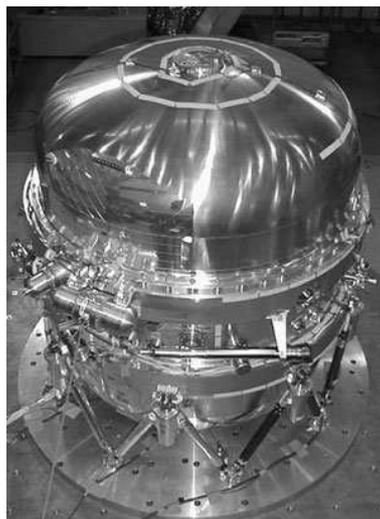


図 2.6: XRS の外観。

2.4 硬 X 線検出器 (HXD)

HXD(Hard X-ray Detector) は、井戸型複眼フォスウィッチ結晶シンチレータに、シリコン PIN フォトダイオードを加えることで、10-600keV という広帯域に感度を持つ硬 X 線検出器である (外観は図 2.7)。すざく衛星で唯一 X 線反射鏡を用いない非イメージング装置として、硬 X 線の観測を行なう。

井戸型フォスウィッチ構成及びアンチカウンターにより低バックグラウンドを実現している。特に 10-200keV では、過去にない高い検出感度をもつ。

大面積のアンチカウンターは、ガンマ線バーストの検出器を兼ねるとともに、明るい X 線源の長時間モニターや、X 線新星の発見にも利用することができる。

なお、HXD の光軸は XIS ノミナル位置に対して検出器座標の X 方向に、 $-3'.5$ ずれている。

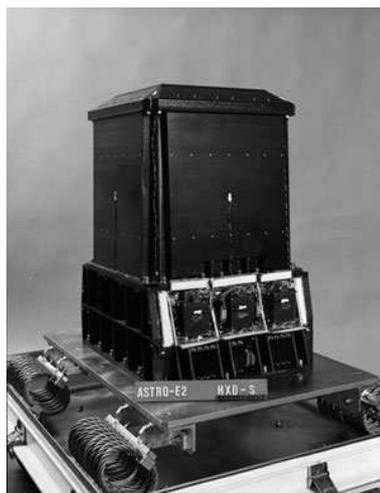


図 2.7: HXD の外観。

2.5 X線 CCD カメラ (XIS)

XIS(X-ray Imaging Spectrometer) はすざく衛星で唯一撮像可能な X 線 CCD カメラで、宇宙科学研究所 (ISAS)、京都大学、大阪大学、マサチューセッツ工科大学 (MIT) が中心となり、富士通、日本電気の協力で開発された。

XIS は 3 台の表面照射型 CCD (FI-CCD) と 1 台の裏面照射型 CCD (BI-CCD) から成る (図 2.13, 図 2.14、表面照射型 CCD と裏面照射型 CCD の詳細は 2.5.3 節に記す)。BI-CCD は素子表面の吸収層がほとんどないために、低エネルギー側の感度が高く、FI-CCD は空乏層が厚いので高エネルギー側の感度が高い。この 2 種類の素子によって 0.2-12keV の X 線帯域で広い視野をもっている。4 台をあわせると、高エネルギー X 線に対して世界でも最大級の有効面積をもつ。

2.5.1 XIS システム

ベース

XIS センサーは CCD 素子が納められているベース部と、可視光遮断フィルタや校正線源を含む上部構造ボンネット部からなる。

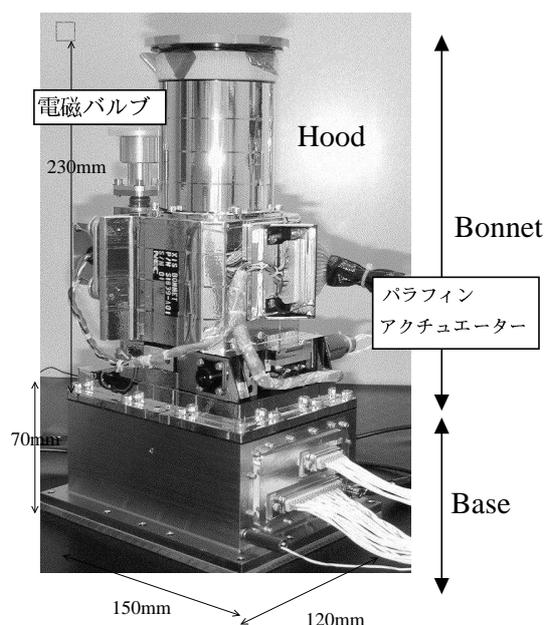


図 2.8: XIS センサー外観図 (片山 晴善 修士論文 (2000)[21])。

CCD 素子

CCD 素子 (図 2.9、図 2.10) は、MIT Lincoln Laboratory で開発された CCID41 で、3 相クロックのフレームトランスファー方式を採用している。撮像領域の 1 画素の大きさは $24 \times 24 \mu\text{m}$ で、有効画素数は 1024×1024 である (物理的な画素数は $1024(\text{H}) \times 1026(\text{V})$ であるが、XIS では転送領域に近い 2 列を読み飛ばすようなマイクロコード (後述) にしている)。各 CCD 素子は高速化をはかるため 4 つの読みだしノードをもつ。各ノードで読み出される領域 ($256(\text{H}) \times 1024(\text{V})$) を、セグメント (A,B,C,D) と呼んでいる。これら 4 つの部分は同じウエハー上で作られており、セグ

メント間に物理的な隙間 (ギャップ) は無いが、CCD に内蔵された読みだし FET は独立でゲインは異なる。

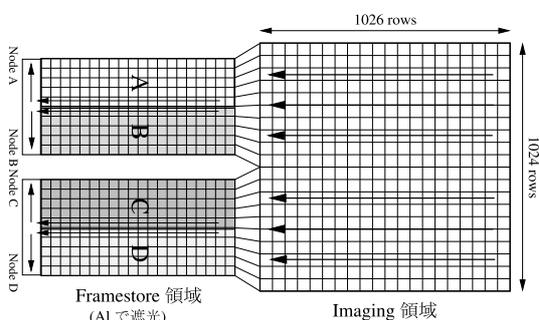


図 2.9: XIS-CCD の模式図。

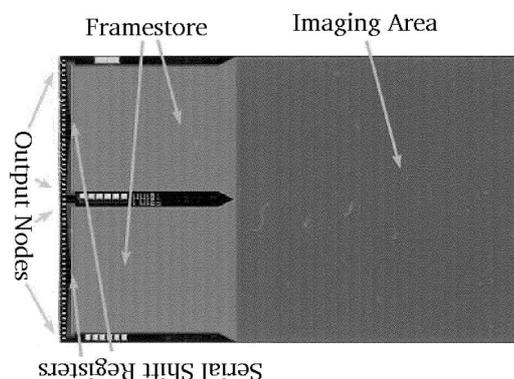


図 2.10: XIS-CCD のイメージ。

Thermo Electric Coolers (TEC)

XIS は暗電流 (X 線が当たっていない時に、格子欠陥などの存在によって生じる微弱な電流) を減らし、放射線による性能劣化を抑えることを目的に -90°C に冷却して運用される。XIS センサーの取り付けられるコールドプレートは、ヒートパイプを通じて、衛星側面の放射冷却パネルにつながっており、 -40°C 以下に冷却される。この温度から CCD 素子のみを -90°C に冷却するために、Thermo Electric Coolers (TEC) が使われる。各 CCD 素子あたり 3 台の TEC (Be_2Te_3 のペルチェ素子を 3 段に積み重ねたもの) が、ベース内部の金属ブロック (ヒートシンク) と CCD 素子ではさみこまれるように装着されており、TEC に電流を流すことで TEC 両面の温度差をつくり CCD を冷却する。

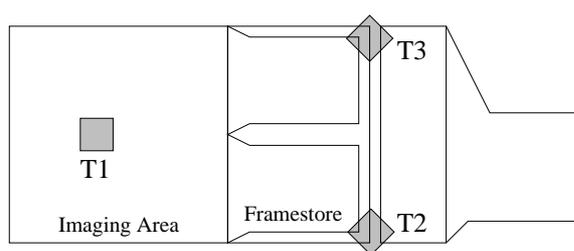


図 2.11: XIS-CCD の上面。TEC は、図のような配置で CCD チップと金属ブロックの間に 3 台取り付けられている。[21]

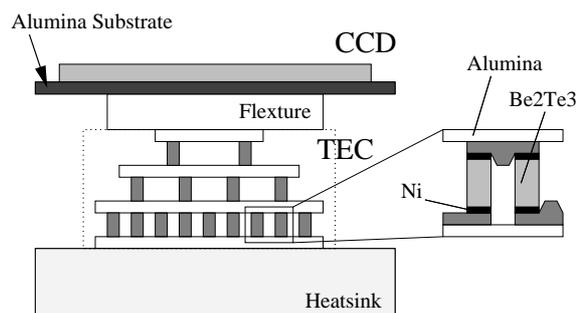


図 2.12: TEC 素子の断面図。 Be_2Te_3 を使ったペルチェ素子が 3 段に積み重なった構造をしている。

Bonnet

Bonnet は、可視光遮断フィルター (OBF)、校正線源、パラフィンアクチュエータで動作するドア、電磁バルブ、圧力センサー等からなり、観測光路を確保しつつ、CCD 素子への迷光及び熱外

乱を低減する動きを持つ。また、打ち上げ時における OBF への負担軽減と、打ち上げ直後のアウトガスの素子への付着を防ぐ為、衛星組み上げ後から軌道に上がるまで内部を真空に保つ動きもある。

Hood

フードは5段のバッフルを持ち X 線や可視光はフード内壁で1回の反射や散乱では決して CCD 側へ向かわない構造になっている。フード内部、及び、ボンネット内部は黒色アルマイト処理により可視光の反射を防止している。外側は、外部からの熱入力を避けるために、MLI（半球反射率0.05）で覆われている。

Calibration Source

較正線源は、軌道上でのエネルギーの絶対精度の測定の為に使用される。XIS ではセグメント D の読みだしに遠い側の一部に ^{55}Fe (半減期 2.7 年) からの X 線が照射される。これにより、 $\text{Mn-K}\alpha$ (5.8988keV) と $\text{Mn-K}\beta$ (6.4905keV) の特性 X 線によるエネルギーの絶対較正を行うことが出来る。

図 2.13 に XIS の座標系と較正線源の位置を示す。DETX、DETY は検出器座標系、ACTX、ACTY はセグメント A の読み出し口を原点とした座標系、RAWX、RAWY はセグメント A、B、C、D それぞれの読みだし口を原点とした座標系である。なお、図 2.13 は XIS から望遠鏡を見上げた図になっていることに注意する。

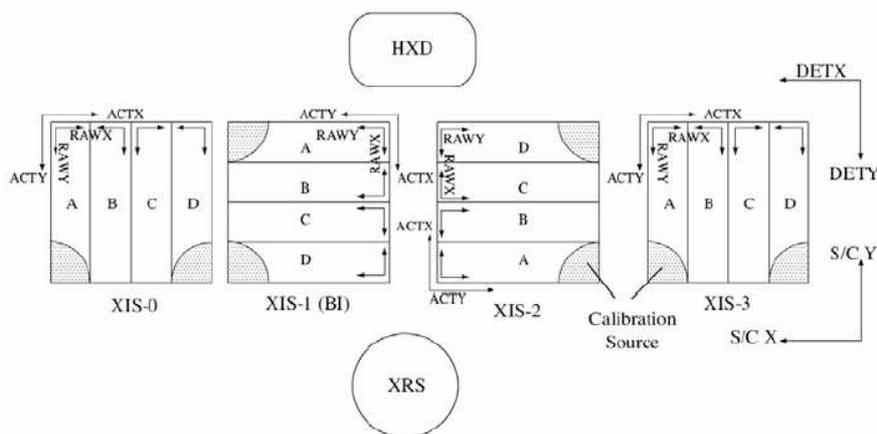


図 2.13: XIS の座標系と較正線源の位置。(左から)XIS0、1、2、3。DETX、DETY は検出器座標系、ACTX、ACTY はセグメント A の読み出し口を原点とした座標系、RAWX、RAWY はセグメント A、B、C、D それぞれの読みだし口を原点とした座標系である。XIS から望遠鏡を見上げた図になっていることに注意する。

Optical Blocking Filter(OBF)

CCD は X 線以外にも可視光や、紫外線に対しても感度がある為、素子の上面に可視光遮断用のフィルターが取り付けられている。これが、Optical Blocking Filter(OBF) である。OBF は、

Luxel 社製で、約 1000Å の厚さのポリイミド薄膜の両面に、合計約 1200Å のアルミニウムを蒸着している。両面に蒸着するのは、アルミニウムに空いた小さい穴から光洩れが起こるのを防ぐためである。OBF の可視光の透過率は、 10^{-5} 以下に抑えられ、その X 線透過率も実測されている。XIS はこの他に XIS-CCD のドライブや出力信号の A/D 変換、CCD 温度制御のための回路系である XIS-AE/TCE(Analog Electronics / Thermal Controller Electronics)、XIS-AE/TCE から出力される信号から X 線イベントを抽出処理し、地上送信用のデータに編集する XIS-DE (Digital Electronics) から構成される。

駆動モード

XIS の CCD は、Normal, Burst, Parallel-sum (P-sum) の 3 通りの駆動モードがある。Normal モードは CCD の全てのピクセルを (通常は)8 秒周期で読み出す。この場合、露出時間は 8 秒ということになる。Burst モードの場合も読み出しの周期は 8 秒であるが、撮像領域の電荷を一度転送してクリアする操作が入るので実効的な露出時間は 8 秒より短くなる。Burst モードは、明るいソースに対してパイルアップが起こるのを防ぐために利用する。Normal モードと Burst モードには、Window オプションという機能を持たせることができる。この Window オプションでは、CCD の指定した範囲にあるピクセルのみを短い周期で何度も読み出すことが出来る (図 2.14)。範囲の指定は垂直方向のみで、ラインのサイズは、1024 ピクセルのうちの 1/4、1/8、および 1/16 に限定される。このオプションは、明るくかつ空間的なひろがりの小さいソースに対して、パイルアップを避けつつ効率的な観測を行うために利用する。

P-sum モードは、撮像領域において縦方向に 64/128/256 列を加算し、転送領域に 1 列ずつ送りデータを 1 列分読み出すという操作を連続的に繰り返すモードである。この操作により CCD の縦方向の位置情報を失うことになるが、その代わりに (ソースが点源であった場合) 時間情報を得ることができる。このモードはまた、実効的な露出時間が短くなるのでパイルアップの影響も受けにくい。実際には早い時間情報が重要なパルサーなどのコンパクト星の観測に活用されることが期待される。

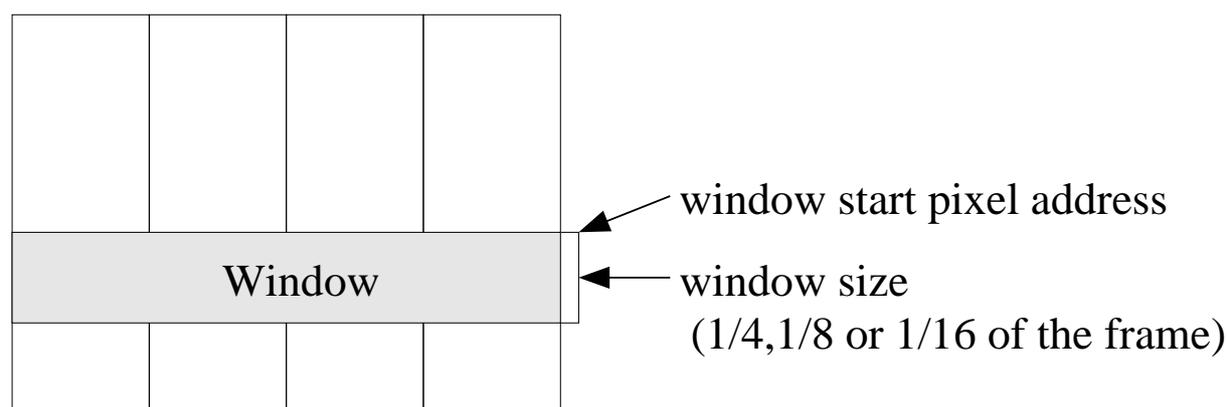


図 2.14: Window Option [21].

これらのモードの切替えは、AE の Control Card 上の Sequencer の RAM にかかれるマイクロコードと呼ばれる情報を変更することで行う。CCD の駆動では、ある電圧 (Low/High) パターンの繰り返しを多用するので、電圧パターンとそのパターンの繰り返し制御を書き込む二つの RAM が用意されている。ただし、後述の DE による処理を正常に行うためには、各セグメントの各列

のデータについて 256(Active Pixels)+16(H-Over Pixels) 個のデータの連続がなければいけない。

XIS に用いられている CCD 素子はフレーム転送型で 1024×1026 画素 (約 25mm 四角) の受光領域と同画素数の蓄積領域を持つ。蓄積領域には信号の読みだしノードを 4 つ持つ。各ノードに読み出される領域をセグメント 0、1、2、3 と呼び、それぞれ独立の読みだし回路をもっている。読みだしモードは大別すると Normal Mode と P-sum Mode の 2 つがある。それぞれのモードでの読み出し時間については、2.5.3 節に詳細を記す。

今回の解析では、Normal モードを用いた。

2.5.2 データ処理

XIS の X 線イベントに対するデータ処理は、機上で行なう解析と地上で行なう解析の 2 段階がある。それぞれのデータ処理について簡単に述べる。

機上でのデータ処理

CCD のデータは 1 フレームで 100 万画素と言う膨大な量であるため、通常の観測においては、フレームデータをそのまま地上に送付するのではなく、衛星上で XIS-DE(Digital Electronics) がデータ処理を行い、セレクションを掛けたデータのみを地上に送付することになる。そのための処理として、ピクセル毎のダークレベル (CCD の出力する信号波高値に付加されているオフセット) 補正、光洩れ (日陰から日照、日照から日陰に入る時のダークレベルの時間変化) の補正、イベント (CCD フレーム上で、一定の条件を満たすピクセルの集まり) の抽出を行う。DE は抽出したイベントの情報のみを地上に送る。イベントの抽出には、ダークレベル、光洩れ量の補正を行ったピクセルレベル (PH) が用いられる。

Normal/Burst モードに関しては、3×3 ピクセルの領域で、中心ピクセルのピクセルレベルがイベント閾値を越え、かつ周囲の 8 つのピクセルレベルがこのピクセルより小さい場合がイベント中心として定義される条件である (図 2.15)。

Normal/Burst モード

PH(1)	PH(2)	PH(3)	$PH(E) > Ev_{th}$ $PH(E) > PH(1-4)$ $PH(E) \geq PH(5-8)$
PH(4)	PH(E)	PH(5)	
PH(6)	PH(7)	PH(8)	

図 2.15: Normal/Burst モードのイベント。補正を行った後のピクセルレベルに対しイベントの抽出が行われる [21]。

DE は、イベント抽出を行った後、撮像データを指定されたイベントフォーマット (Edit Mode) に加工して地上に送付する。今回の解析では、Normal/Burst モードの可能なイベントフォーマットのうちを 5×5、3×3 モードを用いた。5×5、3×3 モードでテレメトリに出力される情報を表 2.2 に示す。

表 2.2: 5×5、3×3 モードのテレメトリ情報 [21]。

Edit Mode	テレメトリ情報
5 × 5	1) イベント中心の座標 2) イベント中心とそれを取り巻く 24 Pixel の合わせて 25 Pixel の全 PH
3 × 3	1) イベント中心の座標 2) イベント中心とそれを取り巻く 8 Pixel の合わせて 9 Pixel の全 PH 3) 3 × 3 の周囲 16 Pixel のうち、Split 閾値を越えた PH を持つ位置とその PH、Split 閾値を下まわった Pixel の PH 合計

地上でのデータ処理

機上処理で出力される X 線イベントには直接 X 線のエネルギー情報に対応する 1 個の波高 (PH) 情報は、あえて含まれていない。これを抽出する処理は地上で行う。現状では、「あすか」 SIS のために導入された グレード という概念をベースにした方法で PH を合成する。

グレード選別

X 線の入射により生成された電子の固まり (電子雲) は、電極付近に集められる間に拡散等により広がるため、数 μm 程度の広がりを持っている。ピクセルの境界付近に X 線が入射すると、電子雲は境界で分けられるため、信号も 2 つ以上のピクセルにまたがることになる。2 ピクセル以上にまたがったイベントの場合、ある閾値 (スプリット閾値) を越えたピクセルのピクセルレベルのみをイベント中心ピクセルに足しあわせる。このピクセル形状によるイベント分類を、グレードという。グレード選別は近隣のピクセルに別の X 線のイベントが入るパイルアップが起こった場合や、X 線以外の宇宙線が CCD に入射した場合に入射 X 線のエネルギーを見誤ってしまうのを防ぐために用いられる。

Normal/Burst モードのグレードの定義を、図 2.16 に示す。Normal/Burst モードで用いられるグレードは、「あすか」で用いられていたグレードとほぼ同じものである¹。これらのグレードのうち解析に用いられるのは、Normal/Burst モードで、グレード 0,2,3,4,6 が用いられる。

2.5.3 XIS の性能

検出効率

すざく衛星では、あすか衛星には搭載していなかった裏面照射型 CCD (Backside Illuminated: BI) を搭載する。表面照射型 CCD (Frontside Illuminated: FI) では、X 線を電極側から入射するため、低エネルギーの X 線は電極や絶縁層で吸収されてしまう。裏面照射型 CCD では、X 線を電極の逆側から入射するため、低エネルギーの X 線に対して高い検出効率を得ることができる。図 2.19 に XIS の表面照射型 CCD または裏面照射型 CCD の検出効率を示す。

¹グレード 6 の定義が若干異なる

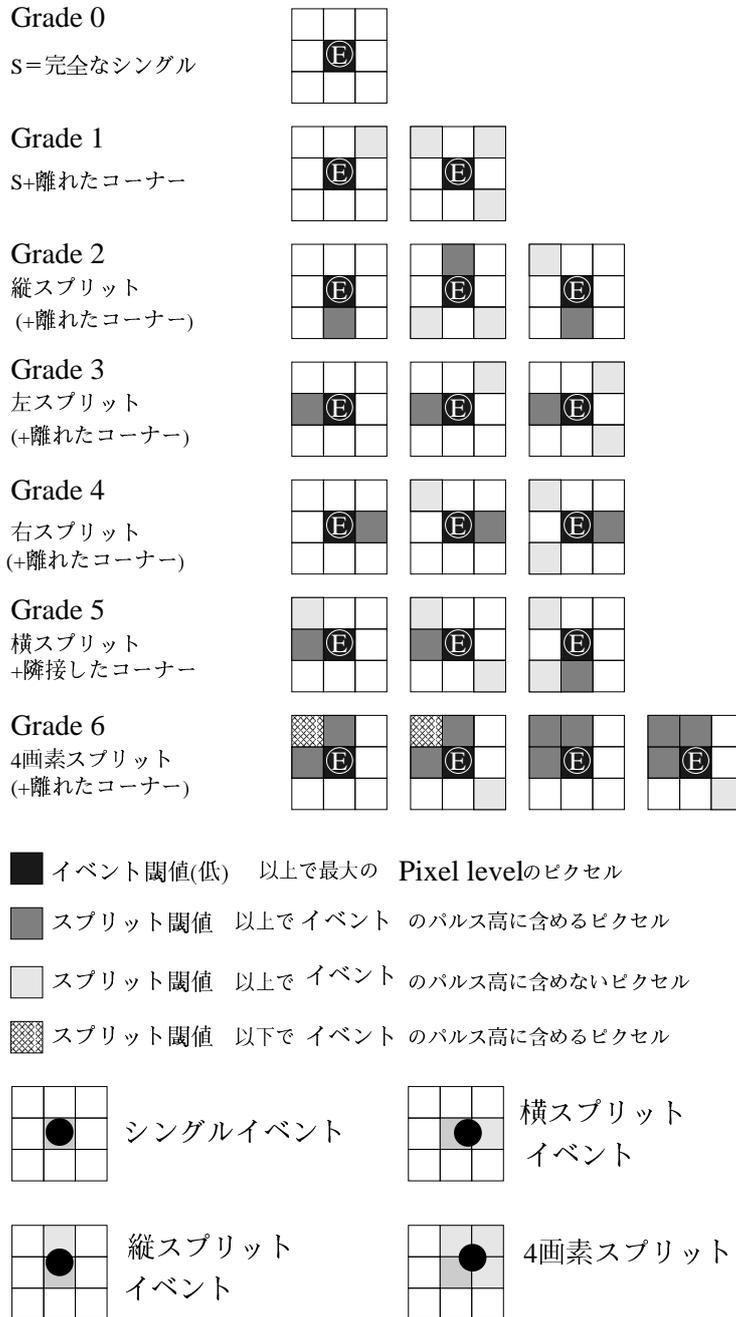


図 2.16: Normal/Burst モード のグレード の定義 (荏保 信 修士論文 (2000)[25])。

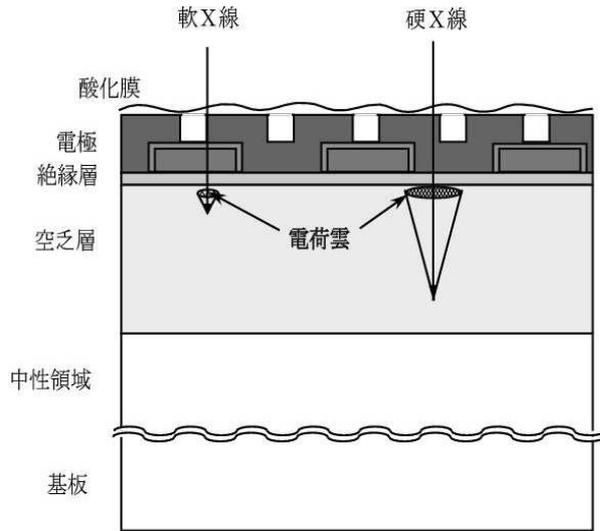


図 2.17: 表面照射型 CCD の断面図 (白庄司 貴之 修士論文 (2004) [24])。

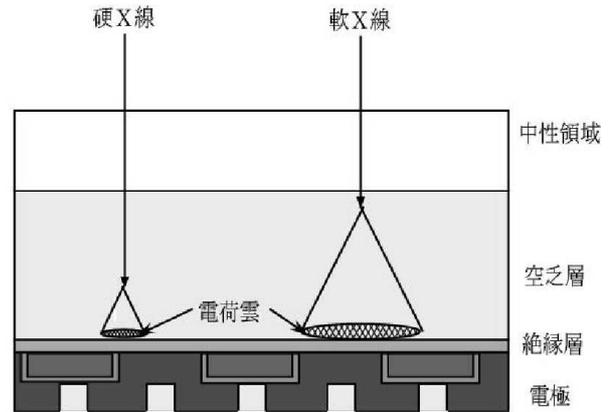


図 2.18: 裏面照射型 CCD の断面図 [24]。

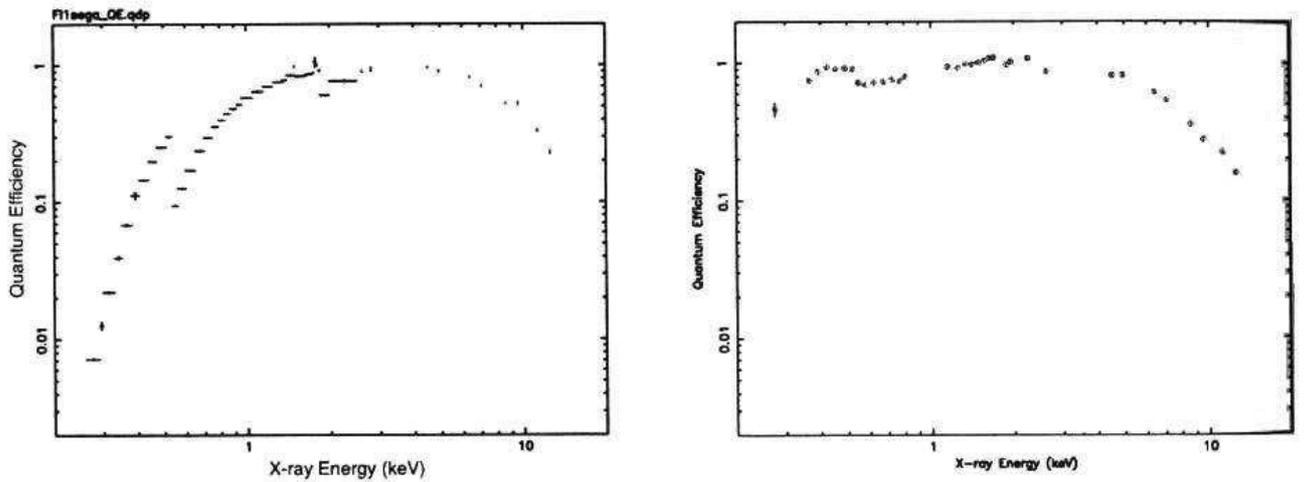


図 2.19: XIS の表面照射型 CCD と裏面照射型 CCD の検出効率。(左) 表面照射型 CCD、(右) 裏面照射型 CCD。裏面照射型 CCD の低エネルギー側の検出効率が表面照射型 CCD に比べて高い。

エネルギー分解能

CCD のエネルギー分解能は、単色の X 線を入射させたときの PH 分布のひろがり (FWHM) で定義される。その値は、主に光電吸収等の過程により生成される電子の数と読みだし回路系のノイズにより決まっており、以下のような式で表現できる。

$$\Delta E(\text{FWHM}) = w \times \sqrt{8\log 2} \times \sqrt{N^2 + \frac{FE}{w}} \text{ (eV)} \quad (5.1)$$

E = 入射 X 線のエネルギー

N = 読みだしノイズ

F = ファノ因子

w = シリコンの平均解離エネルギー (~ 3.65eV)

w は、電子正孔対を作るのに必要なエネルギーで、エネルギー E の X 線の作る電子正孔対は約 E/w 個になる。この過程は完全なポアソン過程ではないのでその揺らぎは、ファノ因子 F を用いて $\sqrt{FE/w}$ で表せる。これと読みだし回路系のノイズ N を合わせたものが CCD の分解能となる。読みだしノイズ N は、通常、Horizontal Over Clock 領域 (CCD のフレーム上のピクセルを読みだした後に水平方向に空読みした領域) の波高分布の root mean square を電子数換算したもので評価される。XIS のエネルギー分解能は打ち上げ当初では 6 keV で 130 eV であった。この程度の分解能があれば、各元素の K α 、K β 輝線や、さらには水素様イオン、ヘリウム様イオンからの輝線も分離可能である。また、XIS は低エネルギー側の X 線に対して高いエネルギー分解能 (打ち上げ当初は 0.53 keV で FI は 40 eV、BI は 50 eV) を持ち、電離した酸素や炭素が Cygnus-Loop などの超新星残骸から観測されている。

時間分解能

時間分解能は、CCD の読みだしに要する時間で決まる。Normal Mode ならば、8 sec である。CCD の各画素の電荷量を縦転送方向に指定された数 (64、128、256) だけ加算して読み出す P-sum Mode は受光した 1 次元の位置情報を失うかわりに、加算列数によらず 8/1024[sec](~8 ミリ秒) で読み出すことが可能となる。

位置分解能と視野

位置分解能は 1 ピクセルの大きさで決まり、視野は XIS のチップの大きさで決まる。XIS の 1 ピクセルの大きさは 24×24 μm で、1 チップあたり 1024×1026 個のピクセルが並んでいるので、1 チップの大きさは 25×25 mm である。XIS のチップは図 2.2 のようにそれぞれ独立に配置されているため、視野は、25×25 mm(17.4'×17.4') である。しかし、望遠鏡としての位置分解能は実際には XRT の角分解能 (2') で決まる。

2.5.4 フリッカリングピクセルとバッドコラム

XIS の CCD には、フリッカリングピクセルと呼ばれる、X 線が入射していない場合でも常にあるいは頻繁に低い信号波高値を出すピクセルと、バッドコラムと呼ばれる、ある特定の列のピクセルだけ電荷転送が不良な部分がある。フリッカリングピクセルがあるところのピクセルを通過する電荷は信号波高値がフリッカリングピクセル以降おかしくなってしまう場合がある。バッドコラムで転送された電荷は、読み出されるまでにテールを引いてしまうため、グレード法によって X 線イベントと認識されない。

2.5.5 コンタミナント (コンタミ)

XISは2005年8月13日のファーストライト(ドア開け)後から、CCD検出器の視野方向に何らかの汚染物質(コンタミナント。以下、コンタミと呼ぶ。)が付着している兆候が、いくつかの観測データでみられた。このコンタミ物質の付着総量が時間と共に増加の傾向にあり、また、空間的に非一様であることも分かってきた。スペクトル解析から、その主な成分は炭素で、酸素も含まれていると考えられている。XISの特徴の一つは裏面照射型CCDによって0.5 keV以下の低エネルギー側で高い感度があることである。しかし、こうした視野方向に付着したコンタミにより、0.5 keV以下の検出効率が劣化してしまっている。

コンタミ物質である炭素の柱密度の空間分布(図 2.21)は、炭素の柱密度をCとすると、

$$N_C(r) = \frac{N_C(r=0)(\text{day})}{1 + \left(\frac{r}{A}\right)^B} (10^{18} \text{ cm}^{-2}) \quad (5.2)$$

r = 中心からの距離 (arcmin)

$N_C(r=0)$ = 中心での炭素の柱密度関数 (10^{18} cm^{-2})

day = 2005/08/13 からの日数 (day)

A = $(0.6 \pm 0.1)N_C(r=0)(\text{day}) + (4.6 \pm 0.4)$

B = 5.3 ± 0.2

で、中心での炭素の柱密度関数 $N_C(r=0)$ (図 2.20) は、

$$N_C(r=0) = a - b \exp\left(-\frac{\text{day}}{c}\right) \quad (5.3)$$

a = 7.04 ± 0.54

b = 7.08 ± 0.54

c = 329 ± 30

とモデル化されている。ただし、式 5.2 及びパラメータ A 、 B 、 a 、 b 、 c の値は XIS1 のみに当てはまる。コンタミ物質である炭素の柱密度の空間分布は、昼地球(検出器が太陽が当たっている地球を見ている状態)の地球大気からの窒素と酸素の蛍光 X 線から求めている。また、中心での炭素の柱密度の時間変化は定期的に実施している超新星残骸 E0102 の機上校正の観測から求めている。一方、酸素の柱密度に対しては、炭素の柱密度の 1/6 倍または 1/10 倍とモデル化されている(図 2.22)。この値は連続放射成分のスペクトル形状が単純な天体ブレーザー PKS2155 から決めている。

今回の解析では、スペクトル解析の際に、コンタミを考慮したモデルとして varabs モデルをスペクトルのモデルに加えた。今回は、空間的、時間的に一様ではないコンタミの量を考慮して検出器の有効面積(arf)を求める xissimarfgn というツールを用いずに SWG 向けに公開されている HXD ノミナル位置のソースとして抽出できる領域の半径が $\sim 3'$ 用の arf ファイルを用いた。そのため、varabs モデルのパラメータは炭素と酸素をフリーパラメータとし、それ以外の元素については 0 に固定した。

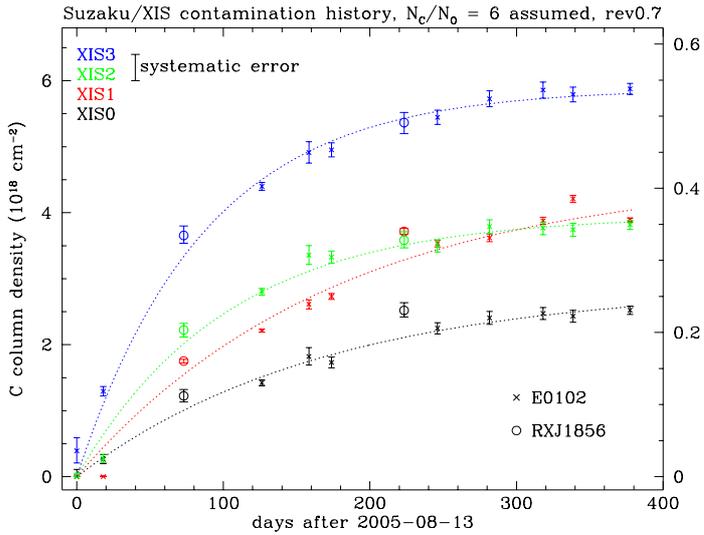


図 2.20: XIS0, 1, 2, 3 での視野中心の炭素の柱密度の経年変化 (穴吹直久 ポスター (2006) [28])。XIS0, 1, 2, 3 で中心の炭素の柱密度が 2005/08/13 から時間と共に増加しているのが分かる。

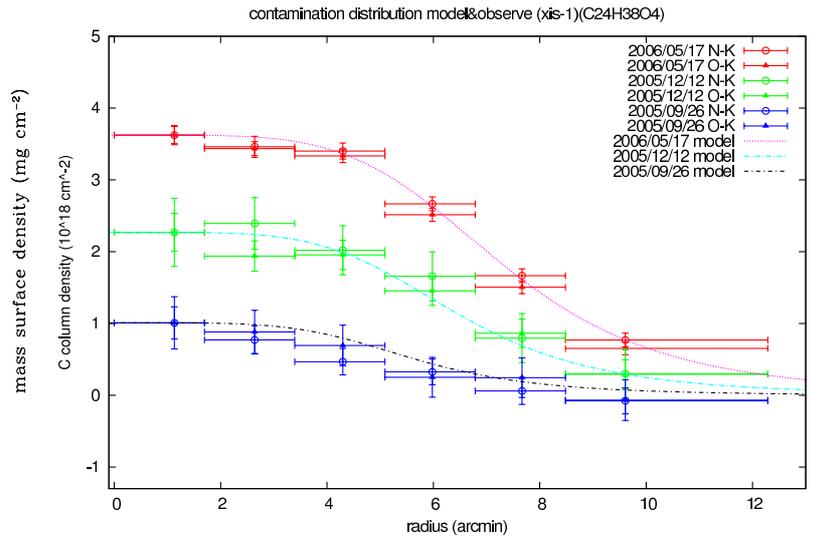


図 2.21: XIS1 での炭素の柱密度のラディアルプロファイル。中心の炭素の柱密度が大きく、視野中心から外側に向かって小さくなっている。

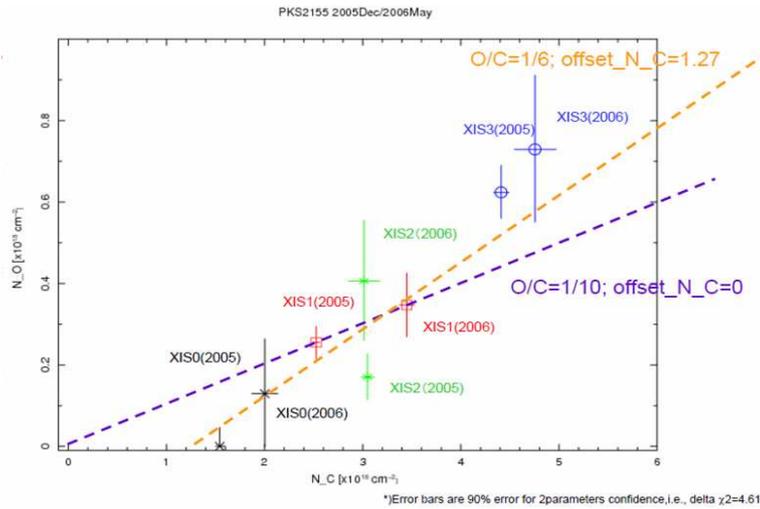


図 2.22: XIS0, 1, 2, 3 での炭素と酸素の柱密度の比 [28]。酸素の柱密度に対しては、炭素の柱密度の 1/6 倍または 1/10 倍とモデル化されている。

第3章 狭輝線セイファート1銀河PG1211+143

本章では、狭輝線セイファート1銀河PG1211+143の特徴及び、過去においてのX線観測結果の詳細について述べる。

3.1 PG1211+143の特徴

PG1211+143はSchmidt & Green [1]のPGクェーサーカタログに登録されている天体で、赤方偏移 $z=0.0809$ (Marziani et al.[29])である。典型的な「Big Blue Bump」クェーサー(図3.1、Czerny et al. [31])であり、軟X線で最も明るい活動銀河核の1つである。この天体はBechtold et al. [30]によるEinstein衛星の観測から、軟X線超過(2keV以上のべき関数成分に比べて、2keV以下の軟X線バンドのフラックスが超過していること)があきらかにされた。この天体は狭輝線セイファート1銀河にも分類され、そのX線放射は、2keV以上で勾配が急で、激しいX線強度変動を示す、といった狭輝線セイファート1銀河に特徴的な性質を持つ。さらに、Reeves et al.[49]によって中性のFe K α 輝線が見つかった。

Kaspi et al. [39]によるReverberation Mapping観測で、中心のブラックホール質量が $4 \times 10^7 M_{\odot}$ (M_{\odot} は太陽質量)と推定されており、全光度($10^{45} \text{ erg s}^{-1}$)がエディントン限界に近い天体と考えられている。

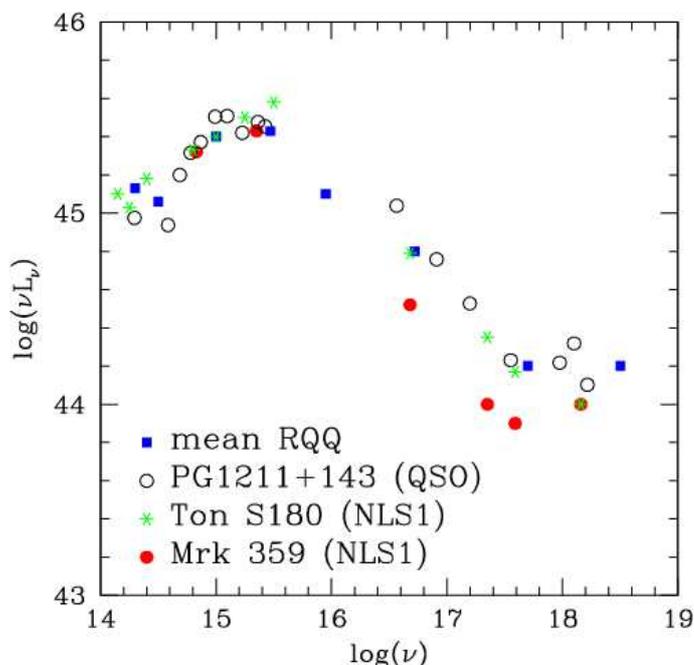


図 3.1: 可視-X線のSED。○がPG1211+143(Czerny et al. [31])。

3.2 X線による観測

Saxton et al. [32] による EXSOSAT 衛星と「ぎんが」衛星のデータの解析によって、べきが 2.1 と急な power law 成分にのる強い軟 X 線の超過成分 (軟 X 線超過) が検出された。また、Yaqoob et al. [53] によるあすか衛星の早期観測で、過去の観測と比べて、2–10 keV のフラックスがファクター 3 で変動しているのに対し、0.1–2.0 keV のフラックスがファクター 16 で変動していることが分かった (図 3.2)。

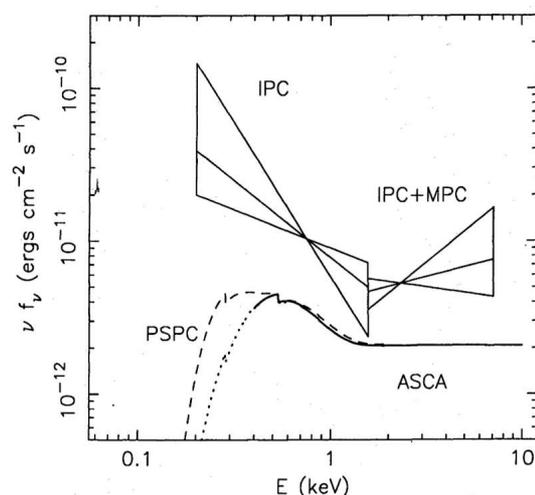


図 3.2: Yaqoob et al.[53] によるあすか衛星の観測結果と Einstein 衛星の観測でのスペクトルの比較。過去の観測と比べて、2–10 keV のフラックスがファクター 3 で変動しているのに対し、0.1–2.0 keV のフラックスがファクター 16 で変動している。

近年の XMM-Newton 衛星の観測で、Pounds et al.[46]、Pounds & Page [54] によって Ne、Mg、Si、S、Fe の吸収線 (図 3.3) から、速い (約 25000 km s^{-1}) のアウトフローの証拠が見つかった。また、 $z=0.0809$ の静止座標系のエネルギーで 7.6 keV の青方偏移した強い吸収線が見つかった (図 3.4)。もし、この吸収線を 25 階電離 (水素様) した Fe の Lyman α 輝線 (6.97 keV) と同定した場合、吸収線のアウトフローは実に光速の $\sim 9\%$ ということになる。柱密度が高い ($5 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$) ことと速度が大きいことから、 $\sim 3M_{\odot} \text{ year}^{-1}$ の割合でアウトフローしていることが要求される。これは、クェーサーの総出力に相当する。しかし、Kaspi & Behar [40] は、吸収線の他に吸収端をモデルに加えてアウトフローの速度を求めたところ、約 3000 km s^{-1} であると反論した。この反論に対し、Pounds & Page [54] は、Ne、Mg、S、S の吸収線を検出し、それらの吸収線からアウトフローの速度が $\sim 0.13\text{--}0.15c$ であると Pounds et al. の結果を裏付けた。また、Pounds & Reeves [48] は、XMM-Newton 衛星の 2001 年と 2004 年のスペクトルの変化から、0.7 keV 以上のスペクトルに影響を及ぼしている高電離した吸収線が変化したものだと考え、電離した warm absorber と高電離した吸収体の他に両方の吸収体からの再放射を考慮した新しいスペクトルのモデルを考案した。しかし、これらの結果と解釈については議論の最中である。

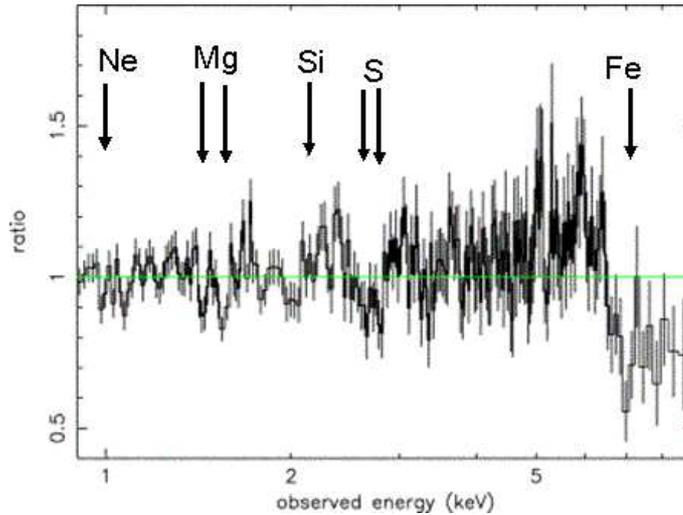


図 3.3: PG1211+143 のスペクトルとモデルの比(Pounds & Page [54])。1-10 keV を power law でフィットしたときの PG1211+143 のスペクトルとモデルの比を 1-9 keV に拡大した。矢印で示しているところに吸収線が見える。

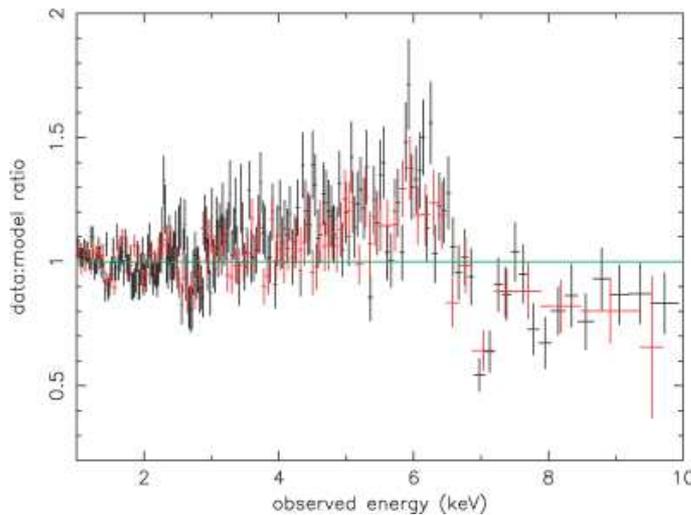


図 3.4: 1–10 keV の PG1211+143 のスペクトルとモデルの比(Pounds et al.[46])。~6.0 keV に Fe K α 、~7 keV 以上に吸収構造が見える。

一方、150 ksec の Chandra LETG 観測で、Reeves et al. [50] によって 99.9%以上の信頼度で、2つの赤方偏移した吸収線 ($z=0.0809$ の静止系座標のエネルギーで、4.56 keV と 5.33 keV) が検出された(図 3.5)。もっともらしい同定として、6.7 keV のヘリウム様の Fe K α 輝線か、水素様の 6.97 keV の Fe K α 輝線が挙げられる。Reeves et al. は水素様の Fe K α と同定して、赤方偏移の速度を求めた。それぞれ 0.40c と 0.26c (c は光速) となり、こうした速度は、カー時空で重力半径 $r_g = \frac{GM}{c^2}$ (G は重力定数、 M は質量、 c は光速) の 6 倍以下まで降着円盤が伸びていれば、ブラックホール近傍の重力赤方偏移で説明がつく、または、シュバルツシルト時空において、6 倍のシュバルツシルト半径のところにも ~0.38c でブラックホールに落ち込む物質があれば、同様に説明がつくと結論づけた。

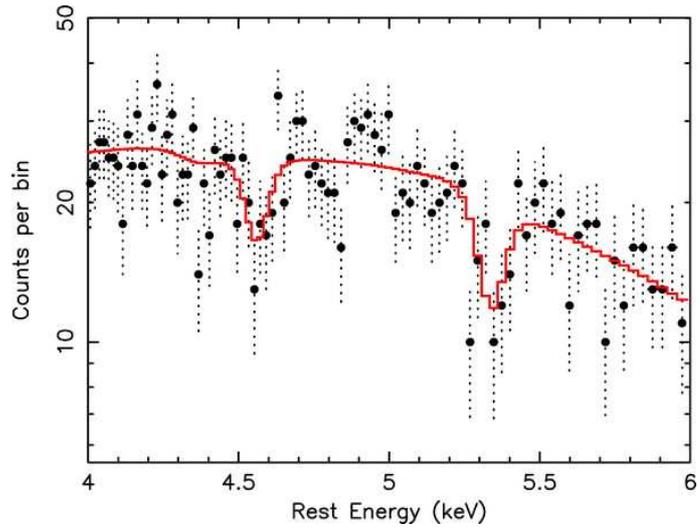


図 3.5: 4–6 keV の PG1211+143 のスペクトル。 $z=0.0809$ の静止座標系で ~ 4.5 keV、 ~ 5.3 keV に吸収線が見える。

こうした物質は、いわゆるジェットやアウトフローに成り損ねたもので、高速アウトフローの一部がブラックホールの重力ポテンシャルから逃れられなかったものと解釈されている。この解釈は、赤方偏移と青方偏移した Fe K 吸収線が両方見えていることを説明している。

第4章 「すざく」の観測とデータリダクション

本章では、狭輝線セイファート1銀河 PG1211+143 のすざく衛星による観測の概要とデータリダクションの詳細について述べる。

4.1 「すざく」観測の概要

PG1211+143 は、すざくSWG(Science Working Group) ターゲットに採択され、2005年11月24–27日に観測された。XISの駆動モードはNormal Modeで、Windowオプションはオフにし、Edit Modeは3×3、5×5モードである。ポインティング位置はHXDの光軸に合わせている(HXDノミナル位置)。観測対象の2000年分点座標は赤経/赤緯で(R.A., Dec) = (12^h14^m17.7^s, +14°03′12.6″)であり、観測継続時間は~230 ksecである。表4.1に観測についての情報をまとめる。

表 4.1: PG1211+143 の観測データ

観測 ID	700009010
観測対象	PG1211+143
検出器	XIS、HXD-PIN
ポインティング位置	HXD ノミナル位置
データモード	Normal Mode、Window オプション オフ、3×3、5×5 モード
中心座標	(R.A., Dec) = (12 ^h 14 ^m 17.7 ^s , +14°03′12.6″)
観測期間	2005/11/24–27
観測継続時間	~230 ksec

SWG ターゲットとして観測された主な目的は、

1. PG1211+143 における高速度の Fe K 吸収構造の特徴を明らかにする。そのために、光速の10%で青方偏移した吸収線を明確に検出し、光速アウトフローの存在を確かめる。さらに、赤方偏移した吸収線が検出出来れば、ブラックホールに物質が落ち込む証拠を明らかにできる。
2. 相対論的な Fe K 輝線の時間変動を測定することで、ブラックホール周辺と降着円盤の内縁のダイナミクスを探る。もし、時間と共に赤方偏移した Fe 吸収線の速度が増加していたなら、ブラックホールに落ち込む物質により生じた吸収線であるという説を支持する結果となることができる。
3. HXD の PIN 検出器を用いて、PG1211+143 の 0.2–30 keV の X 線スペクトルに制限をつける。特に連続成分のべきに厳しい制限をつけることで、相対論的に広がった Fe K 輝線と複雑な吸収線のモデル化における不定性を解消する。

4. 低エネルギー側の検出効率が高い裏面照射型 CCD の XIS1 で PG1211+143 の 0.2 keV までの観測を行い、強い軟 X 線超過を調べる。これにより、降着円盤のモデルに制限をつけ、C VI までの低エネルギーでの輝線、吸収構造の有無が調べられる。

である。今回の解析は XIS のデータのみを用いた。

4.2 データリダクション

本解析はすざく SWG ファーストステップガイド [35] に基づいて解析を行った。解析では、XIS のデータプロセッシングのリビジョン 0.7 データを使用した。フィルタがかけられた cleanedv event から解析を始めた。

- グレード 0,2,3,4,6 のイベントのみを使う。
- フリッカリングピクセル、バッドコラムはデータから除外した。
- 前の天体から次の天体へのポインティングを行う時間帯はデータから除外される。
- SAA(South Atlantic Anomaly) と呼ばれる、ブラジル上空の地球磁場が弱い部分では、宇宙線粒子が容易に低い高度まで侵入可能となる。この部分では、テレメトリーがサチュエーションを起こしてしまうため、XIS の電源を切っている。よってこの領域を通過する時間帯のデータは用いない。
- すざく衛星は一日に地球を 15 周するため、検出器が地球を見ている時間帯がある。この時間帯は天体が地球の陰に隠れてしまうため、データには使用しない。

以上のフィルタから得られたリビジョン 0.7 を以下のフィルタを用いてスクリーニングした。

- 解析においては、衛星の姿勢がまだ安定していない時間帯がデータに含まれていたためその時間帯はデータから除き、それ以外の時間帯を用いた。

データリダクションを行った後の有効観測時間は 101 ksec であった。

4.3 XIS イベントファイルとレスポンスファイル

スペクトル解析には、観測された天体のスペクトルデータから本来の放射スペクトルを再現するための補正を行う必要がある。この補正には、RMF(redistribution matrix file) ファイルと ARF(auxiliary response file) ファイルを用いて行う。RMF ファイルとは検出器上での入射 X 線の波高値と入射 X 線のエネルギーの変換 (ゲイン)、及び検出器のエネルギー分解能を示したファイルである。また ARF ファイルとは、望遠鏡の有効面積や検出効率など、入射 X 線のエネルギーや入射位置に依存する効率を示したファイルである。すなわち、X 線放射源からの放射スペクトルを $S(E)$ とすると、得られるデータのスペクトル $S'(E')$ は

$$S'(E') = \int S(E)R(E, E')dE \quad (3.1)$$

と表すことができる。ここで $R(E, E')$ は RMF と ARF を含めた応答関数である。

今回の解析で RMF ファイルは打ち上げからの放射線損傷による CCD のエネルギー分解能の劣化を考慮しエネルギー較正を行って作成したファイルを用いた。ARF ファイルは SWG 向けに公開されていて、HXD ノミナル位置でソースとして抽出できる領域の半径が $\sim 3'$ 用のファイルを使用した。表 4.2 に用いたファイルを記す。

表 4.2: 解析に用いたデータ及び RMF、ARF ファイル。*は 0、1、2、3 を表す。

	ファイル名
データ	ae20051124_1725_0953_xis*_3x3n000_cl.evt.gz
	ae20051124_1725_0953_xis*_5x5n000_cl.evt.gz
	ae20051126_0953_0809_xis*_3x3n000_cl.evt.gz
	ae20051126_0953_0809_xis*_5x5n000_cl.evt.gz
RMF ファイル	ae_xi*_0511v07_20060801.rmf
ARF ファイル	ae_xi*_hxdnom4_20060415.arf

4.4 解析ソフトウェア

今回の解析で NASA の HEASARC(High Energy Astrophysics Science Archive Research Center)¹ から提供されているソフトウェアパッケージ HEASoft v.6.1 を用いた。解析ソフトは観測データのイメージ及びライトカーブ、スペクトルの抽出を行う「xselect v.2. 4」、イメージ解析を行う「ximage v.4.4」、時間変動解析を行う「xronos(lcurve) v.5.21(v.1.0)」、スペクトル解析を行う「xspec v.12.3. 0」、FITS イメージの描画ソフト「ds9」などの標準的なソフトウェアを用いて行った。

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

第5章 XIS データ解析

本章では PG1211+143 の XIS データ解析の詳細について述べる。ここで示す誤差は全て 90% の信頼区間である。また、シリコンの吸収端がある 1.825–1.843 keV (500–504 ch) は十分な較正が行われていないため解析から除外した。

5.1 イメージ

図 5.1 に XIS0, 1, 2, 3 全て足したイメージを示す。図中の A が観測天体である PG1211+143 で、HXD ノミナル位置で観測されたため視野中心からずれた場所にある。B は SDSS J121356.19+140431.3 という $z=0.154$ の天体である。以降の解析に用いる PG1211+143 のソース領域は半径 3' の領域を選んだ。この領域には、PG1211+143 とは別の $z=1.3$ のクェーサーが存在する。このクェーサーの 0.3–2 keV のフラックスは $F_{0.3-2\text{keV}} = 1.3 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ 、2–10 keV のフラックスは $F_{2-10\text{keV}} = 1.9 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ 、7–10 keV のフラックスは $F_{7-10\text{keV}} = 4.9 \times 10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ で、0.3–keV、2–10 keV、7–10 keV のフラックスは PG1211+143 の 5% である。

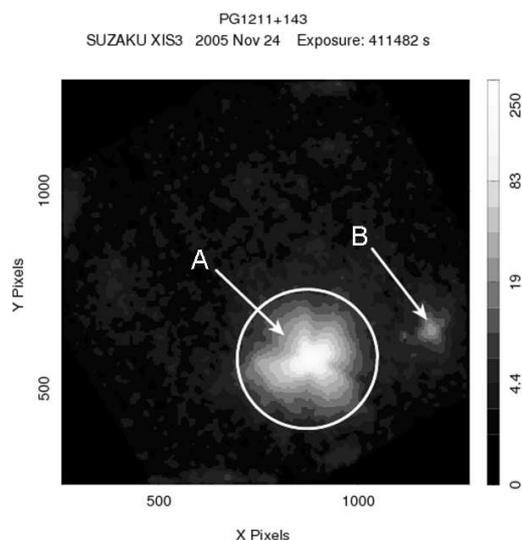


図 5.1: XIS0, 1, 2, 3 全て足したイメージ。天空座標系である。半径 3' の領域をソース領域として選んだ。A が PG1211+143 で、B が SDSS J121356.19+140431.3 という $z=0.154$ の天体である。

5.2 バックグラウンド領域の選定

5.2.1 PG1211+143 及び SDSS J121356.19+140431.3 以外の領域

まず、PG1211+143 の解析で用いるバックグラウンド領域を決めるため、観測データのバックグラウンドを評価する。バックグラウンドの成分は主に 1) 宇宙 X 線背景放射 (CXB: Cosmic X-ray Background) と、2) 検出器に起因する成分 (NXB: Non X-ray Background) であり、前者は XIS の視野内ではほぼ一様とみなせる。そこで NXB の位置依存性と時間変化を調べるために、XIS0、1、2、3 それぞれの検出器での PG1211+143 と SDSS J121356.19+140431.3 以外の領域を図 5.2 のように PG1211+143 の周りの円環領域 A と ACT 座標系において XIS0、1、2、3 で ACTX、ACTY が共に大きい領域を領域 B、ACTX が大きく、ACTY が小さい領域を領域 C、ACTX が小さく、ACTY が大きい領域を領域 D、ACTX、ACTY が共に小さい領域を領域 E として選んだ。なお図 5.2 の隅に見える白く明るい領域は、較正線源 ^{55}Fe からの X 線があたっている領域である。

本解析では特に Fe K α の輝線、吸収端付近を詳しく調べることを目的としているため、エネルギーを 5–8 keV に選んで、領域 A、B、C、D、E の時間変動を調べた。図 5.3、図 5.4 に XIS0、1、2、3 での 5–8 keV でのライトカーブを示す。

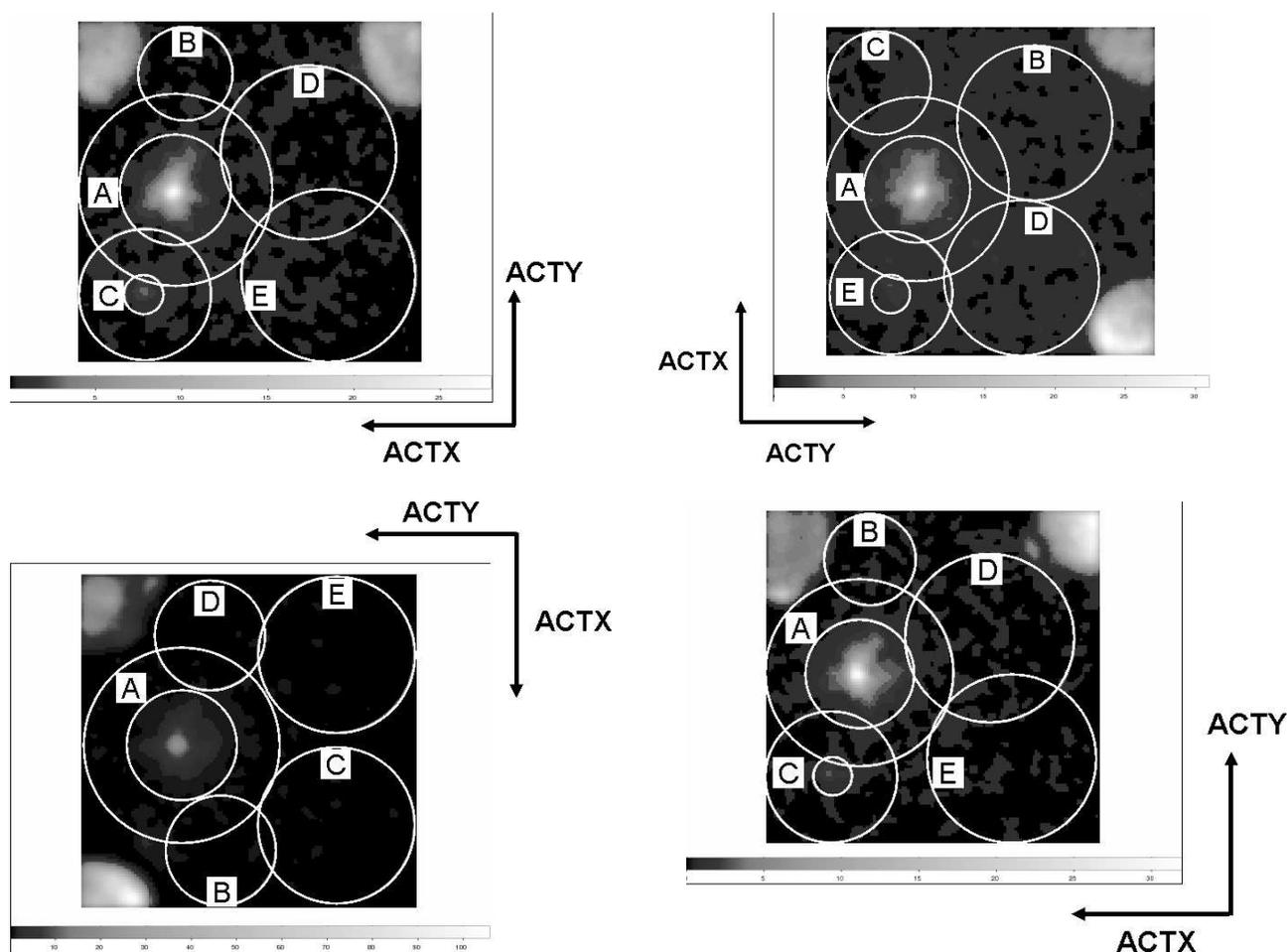


図 5.2: 5–8 keV の XIS0、1、2、3 のイメージ。検出器座標系である。(左上)XIS0、(右上)XIS1、(左下)XIS2、(右下)XIS3。バックグラウンド領域の選定として円環領域 A とその他の領域 B、C、D、E をとった。隅に見える白く明るい領域は、較正線源 ^{55}Fe からの X 線があたっている領域である。

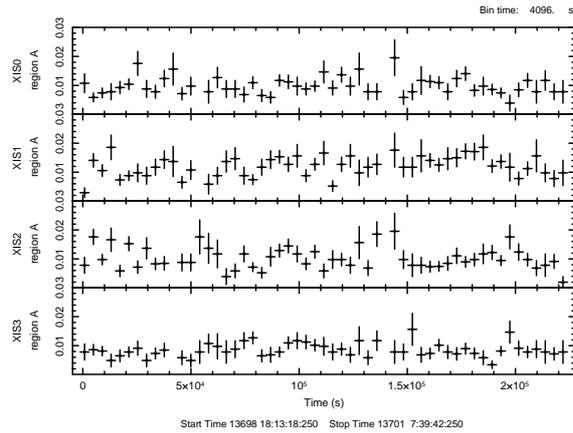


図 5.3: 図 5.2 の円環領域のバックグラウンドのライトカーブ。上のパネルから順に XIS0, XIS1, XIS2, XIS3 の 5–8 keV でのライトカーブを表す。4096 秒ビンまとめた。

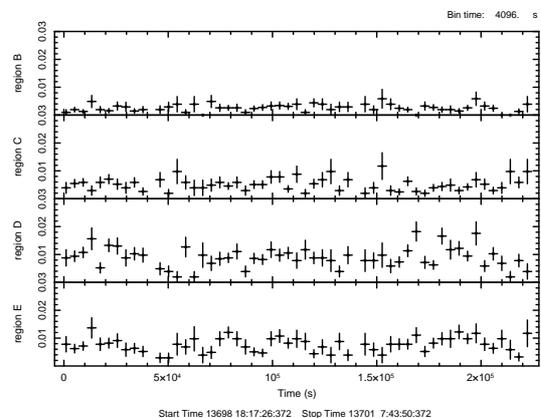
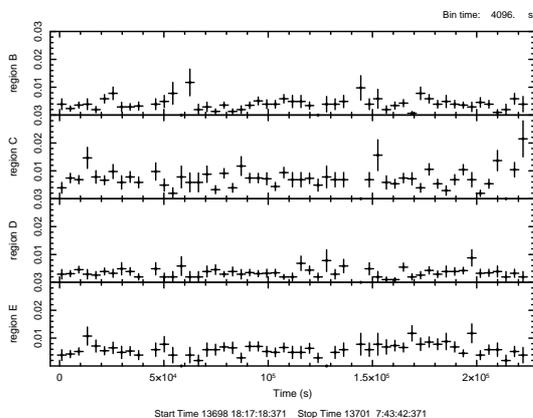
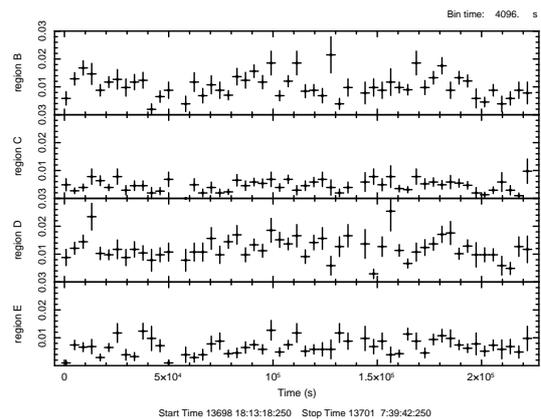
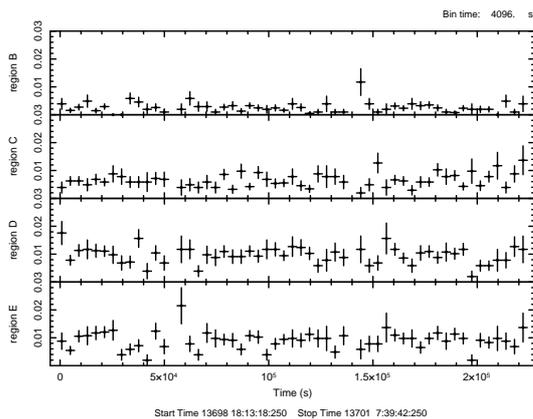


図 5.4: XIS0, 1, 2, 3, 領域 B, C, D, E の 5–8 keV のライトカーブ。(左上)XIS0, (右上) XIS1, (左下)XIS2, (右下)XIS3。上段のパネルから順に領域 B, C, D, E の 5–8 keV のライトカーブを表す。4096 秒ビンまとめた。

図 5.3、図 5.4 から検出器ごとによって同じ場所の強度が変動しているものとしていないものがあった。次に、領域 A、B、C、D、E の 5–8keV での面積比を補正したバックグラウンドのカウンtrate の平均値を求めた。図 5.5 にその結果を示す。CCD 面上の中心から端に向かっていくほど強度が小さくなっていく望遠鏡のビネティングの効果も考慮した (フラットフィールドイメージでの中心との強度比を各領域 A、B、C、D、E のカウンtrate の平均値にかけた。これより、各図から領域ごとによってバックグラウンドの強度が違うことが分かった。以上から、バックグラウンドの強度及び変動が領域に依存していることが分かったので、円環領域 A 以外の領域 B、C、D、E を用いないことにした。

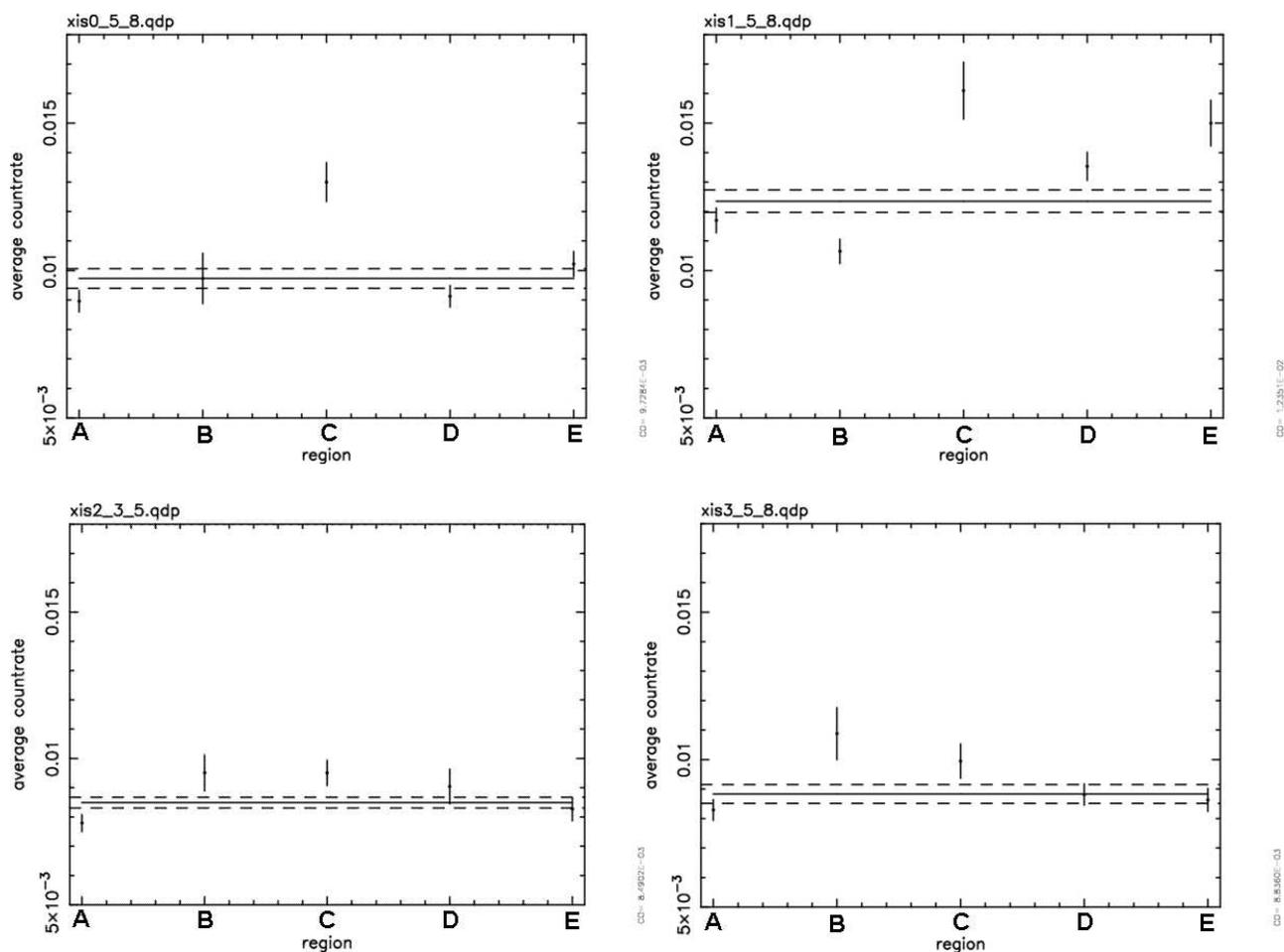


図 5.5: 5–8 keV での XIS0、1、2、3、領域 A、B、C、D、E のバックグラウンド強度。(左上)XIS0、(右上)XIS1、(左下)XIS2、(右下)XIS3。実線が平均値、破線が誤差の範囲を表す。

5.2.2 Lockman Hole 内の領域

Lockman Hole は、銀河系内の星間吸収が少ない領域で、宇宙の深サーベイ観測に用いられる。Lockman Hole には比較的明るい X 線源が数個あるが、その点源を除いた領域を CXB の成分と NXB 成分が含まれたブランクスカイ領域とみなせる。PG1211+143 が観測された日に近い 2005 年 11 月 14–15 日にすざく衛星で Lockman Hole が観測されたので、この Lockman Hole を用いて、ソースとして選んだ同じ HXD ノミナル位置で同じ半径の領域をバックグラウンド領域として選んだ。ただし、領域に 2 つ白く明るい点源があったので、点源を中心としてそれぞれ 0.8'、1.1' の領域 (円に斜線が引いてある領域) をとり除いた。以降、このバックグラウンド領域として選ん

だ領域を Lockman Hole 内のバックグラウンド領域と呼ぶことにする。図 5.6 に Lockman Hole の XIS0 のイメージを示す。図 5.7 に XIS0、1、2、3 の 5–8keV での Lockman Hole のライトカーブを示す。

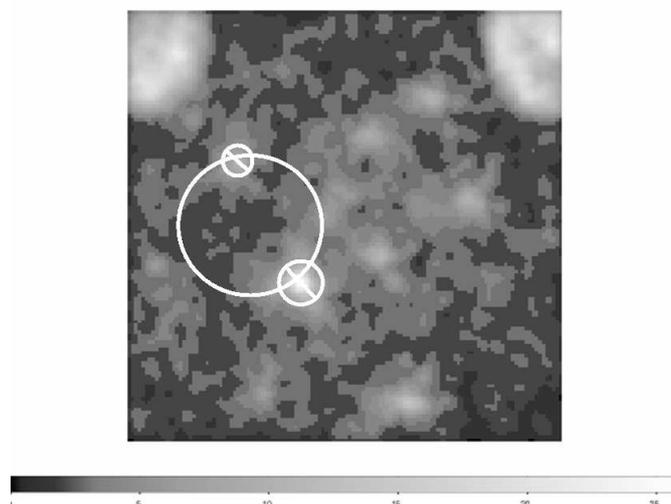


図 5.6: Lockman Hole の XIS0 のイメージ。2005 年 11 月 14–15 日に観測。検出器座標系である。ソースとして選んだ同じ HXD ノミナル位置で同じ半径の領域をバックグラウンド領域 (Lockman Hole 内のバックグラウンド領域) として選んだ。選んだ領域内に 2 つある白く明るい点源を中心とした半径 0.8'、半径 1.1' の領域 (円に斜線が引いてある領域) は除いた。

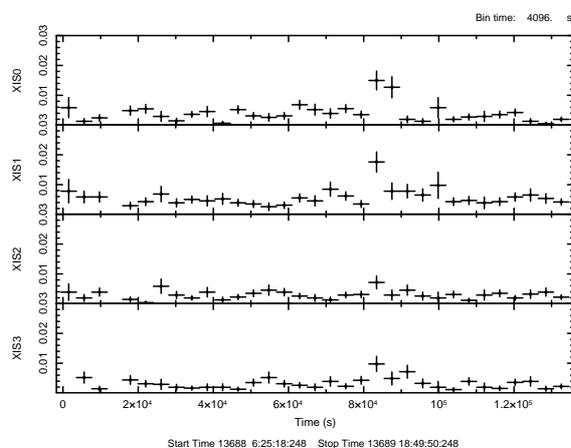


図 5.7: XIS0、1、2、3 の 5–8keV での Lockman Hole のライトカーブ。(左上)XIS0、(右上)XIS1、(左下)XIS2、(右下)XIS3。

図 5.7 を見ると、強度変動を起こしている時間帯があったが、それ以外の時間帯は変動がなかった。

5.2.3 円環領域 A と Lockman Hole 内のバックグラウンド領域を用いたときのスペクトルの比較

円環領域 A をバックグラウンドとして用いた場合と Lockman Hole 内のバックグラウンド領域をバックグラウンドとして用いた場合でスペクトルのモデルのパラメータに違いがあらわれるかど

うかを調べた (モデルの詳細については5.4節を参照)。図5.8にバックグラウンドとして Lockman Hole 内のバックグラウンド領域を用いたときのスペクトル、図5.9にバックグラウンドとして円環領域 A を用いたときのスペクトル、表5.1に円環領域 A または Lockman Hole 内のバックグラウンド領域をバックグラウンド領域として用いたときのモデルのフィッティングパラメータを示す。powerlaw にかかっている zphabs の N_{H} とべき Γ には相関があるので、図5.10にそれぞれのバックグラウンドを用いた時の zphabs の N_{H} とべき Γ の信頼区間を示す。

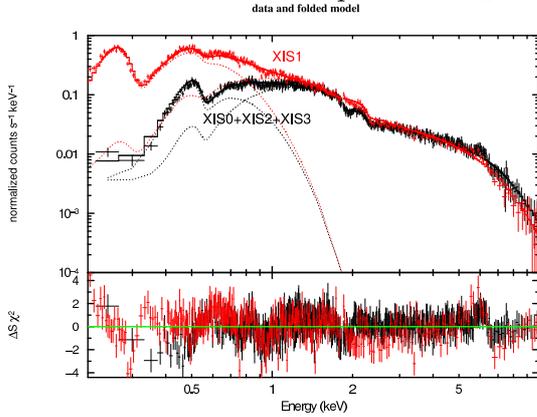


図 5.8: バックグラウンドとして Lockman Hole 内のバックグラウンド領域を用いたときのスペクトル。0.85–1.15 keV、6.5–8.0 keV に吸収構造、5.5–6.5 keV に輝線構造が見えている。

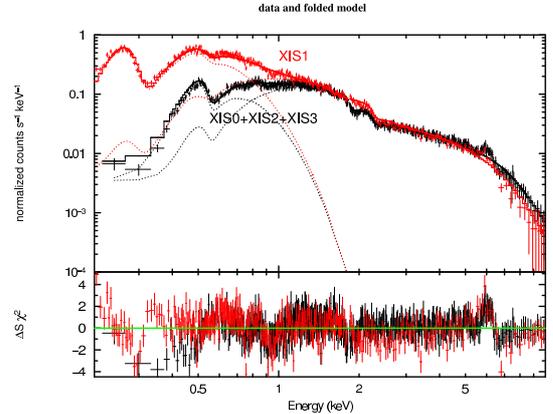


図 5.9: バックグラウンドとして円環領域 A を用いたときのスペクトル。0.85–1.15 keV、6.5–8.0 keV に吸収構造、5.5–6.5 keV に輝線構造が見えている。

表 5.1: 円環領域 A または Lockman Hole 内のバックグラウンド領域をバックグラウンド領域として用いたときのパラメータ。

領域	$N_{\text{H}}(\text{diskbb})(10^{20} \text{ cm}^{-2})$	$T_{\text{in}} (\text{eV})$	$C (10^{18} \text{ cm}^{-2})$
Lockman Hole	$0.4^{+0.3}_{-0.4}$	117^{+6}_{-4}	$2.43^{+0.14}_{-0.18}$
円環領域 A	$0.7^{+0.3}_{-0.5}$	115^{+7}_{-3}	$2.61^{+0.14}_{-0.22}$

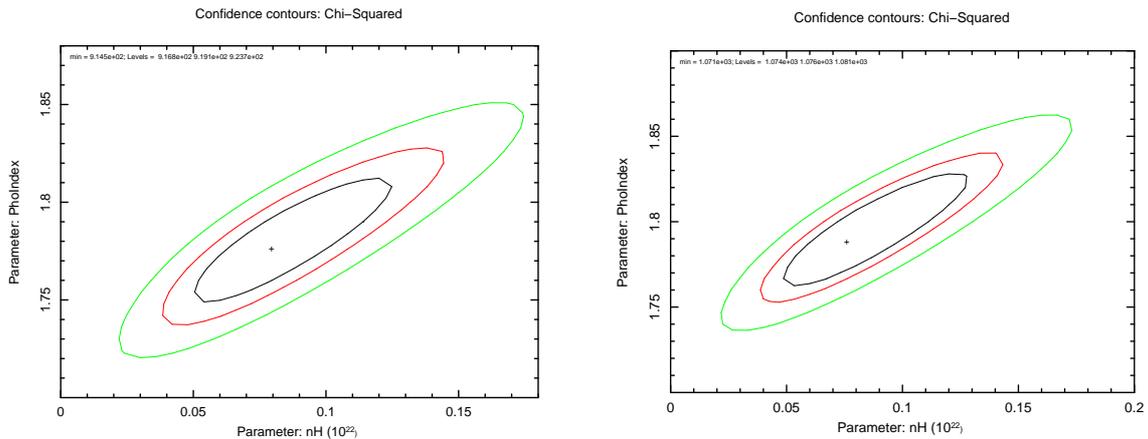


図 5.10: バックグラウンドとして Lockman Hole 内のバックグラウンド領域または円環領域 A を用いた時の zphabs モデルの N_{H} とべき Γ の信頼区間。(左)Lockman Hole 内のバックグラウンド領域。(右)円環領域 A。一番内側の楕円が 68%、真ん中の楕円が 90%、一番外側の楕円が 99% の信頼区間を表す。zphabs は powerlaw にかかっているモデルである。

表 5.1、図 5.10 を見ると、バックグラウンドとして Lockman Hole 内のバックグラウンド領域を用いた場合と円環領域 A の各パラメータの値が誤差の範囲内で一致している。これより、Lockman Hole 内のバックグラウンド領域での 5–8keV のライトカーブでみられた強度変動はスペクトルに影響がないと考えられる。図 5.8、図 5.9 を比べると XIS1(BI) のセンサーにおいて 8 keV 以上のデータの誤差が小さくなっている。以上から、スペクトル解析においては、Lockman Hole のソースとして選んだ同じ HXD ノミナル位置で同じ半径の領域をバックグラウンド領域として用いることにする。また時間変動解析においてはソースとバックグラウンドの時間情報を同じにするため PG1211+143 の周りの円環領域 A をバックグラウンド領域として用いることにする。

5.3 時間変動解析

スペクトル解析の前にスペクトルの放射成分を時間変動から切り分けるために、時間変動解析を行った。

5.3.1 ライトカーブ

図 5.11～図 5.20 にそれぞれのエネルギー帯で区切った XIS0、1、2、3 のライトカーブを示す。上のパネルから順に XIS0、1、2、3 のライトカーブを表す。カウントレートの誤差の過大評価を防ぐため、平均カウント数が 20 カウント以上になるよう秒ビンまとめた。

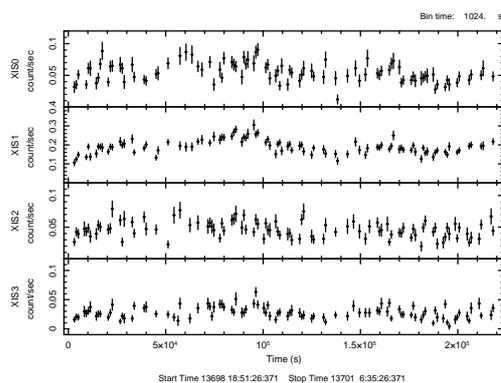


図 5.11: 0.4–0.6 keV の XIS0、1、2、3 のライトカーブ。上のパネルから順に XIS0、1、2、3 のライトカーブを表す。1024 秒ビンまとめ。

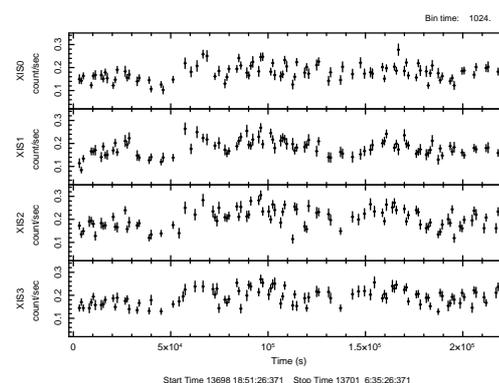


図 5.12: 図 5.11 と同様に 2.0–8.0 keV のライトカーブ。

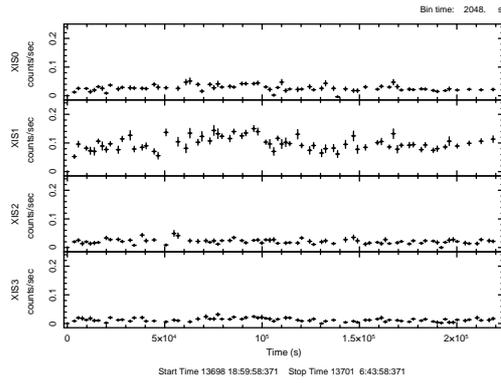


図 5.13: 図 5.11 と同様に 0.4–0.5 keV のライトカーブ。

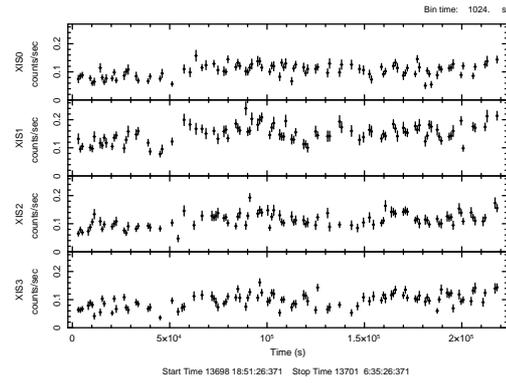


図 5.14: 図 5.11 と同様に 0.85–1.2 keV のライトカーブ。

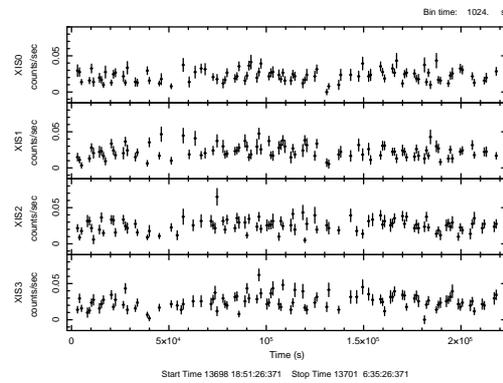


図 5.15: 図 5.11 と同様に 3.0–3.5 keV のライトカーブ。

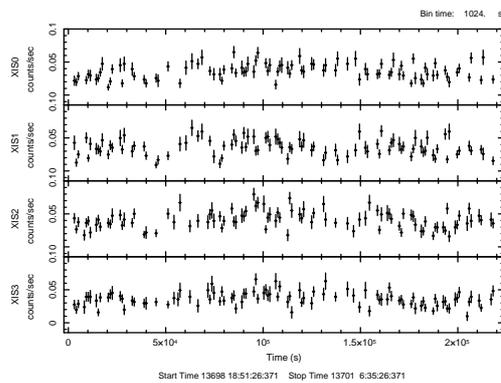


図 5.16: 図 5.11 と同様に 3.5–4.5 keV のライトカーブ。

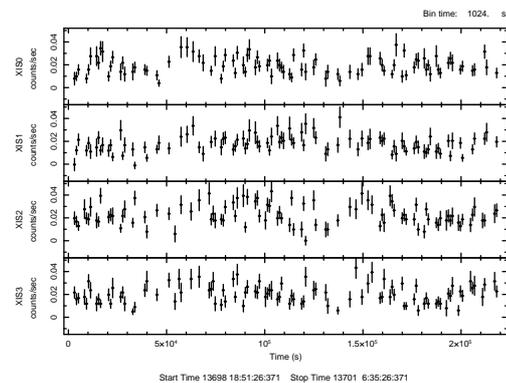


図 5.17: 図 5.11 と同様に 4.5–5.2 keV のライトカーブ。

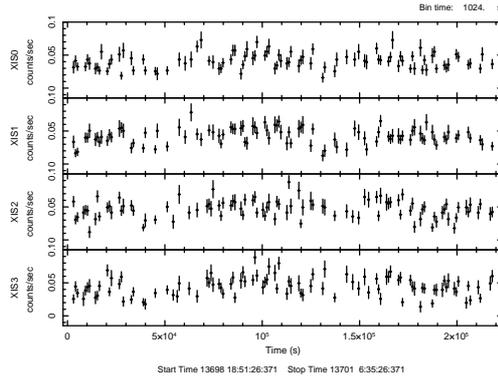


図 5.18: 図 5.11 と同様に 3.0–4.0 keV のライトカーブ。

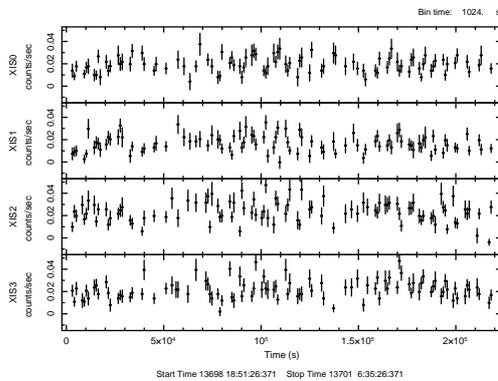


図 5.19: 図 5.11 と同様に 5.5–6.5 keV のライトカーブ。

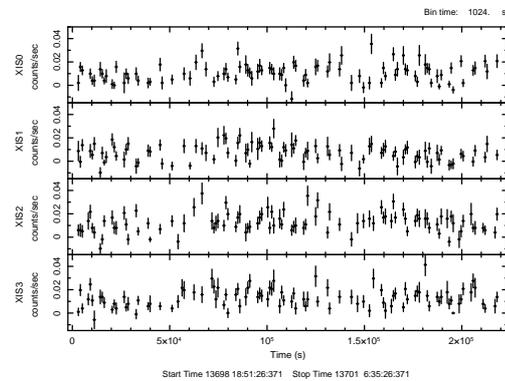


図 5.20: 図 5.11 と同様に 6.5–8.0 keV のライトカーブ。

図 5.13 を見ると、BI に比べて FI の強度が小さくなっている。これは、FI の低エネルギー側の検出限界が 0.4 keV であるため、このエネルギーに近い光子をすべて検出しきれていないからである。他のライトカーブを見てみるとすべてのセンサーで同じ振る舞いをしていたので、カウントレートの誤差の過大評価を防ぐため、各検出器から求めたライトカーブをすべて足した。今後、ライトカーブは全センサーでのライトカーブとする。

5.3.2 スペクトル変動

ハードネス比

以上求めたライトカーブから高エネルギー側と低エネルギー側でスペクトルに変動がないかを調べた。0.4–0.6 keV を多温度黒体放射モデルが他のモデルに比べて支配的なエネルギー帯、2–8 keV を power law モデルが他のモデルに比べて支配的なエネルギー帯、0.85–1.15 keV を多温度黒体放射モデルと power law モデルが交差し、且つ図 5.8 から吸収線が見えているエネルギー帯として、0.4–0.6 keV と 2–8 keV、0.85–1.15 keV と 2–8 keV のハードネス比をそれぞれ求めた。ハードネス比は

$$\text{ハードネス比} = \frac{F_{\text{hard}}}{F_{\text{soft}}} \quad (3.1)$$

F_{hard} =高エネルギー帯のフラックス

F_{soft} =低エネルギー帯のフラックス

と表す。ハードネス比が高いほど、スペクトルがハードであることを示す。

図 5.21 に 0.4 keV–0.6 keV と 2 keV–8 keV のハードネス比、図 5.22 に 0.85–1.15 keV と 2–8 keV のハードネス比を示す。上のパネルから順に各エネルギー帯でのライトカーブ、ハードネス比を表し、図中に書かれている実線は平均値を示している。各図から観測時間の前半と後半で、平均値に対しハードネス比の変化が見られた。図 5.21 は後半で 0.4 keV–0.6 keV と 2 keV–8 keV のハードネス比が高くなっているのに対し、図 5.22 は後半で 0.85–1.15 keV と 2–8 keV のハードネス比が低くなっているため、前半と比べると 0.85 keV 以上のフラックスが大きくなり、べきは大きくなっていると考えられる。

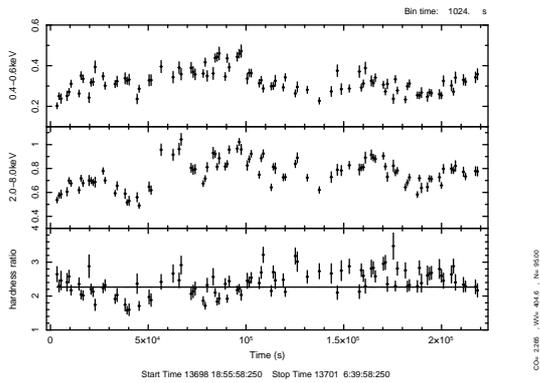


図 5.21: 0.4–0.6 keV と 2–8 keV のライトカーブとハードネス比。上のパネルから順に各エネルギー帯でのライトカーブ、ハードネス比を表している。1024 秒ビンまとめ。

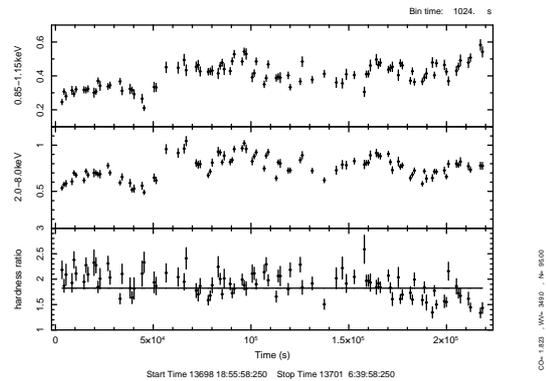


図 5.22: 図 5.21 と同様に 0.85–1.15 keV と 2–8 keV のライトカーブとハードネス比。

輝線、吸収線構造がよりはっきり見える時間帯を調べた。図 5.8 から 5.5–6.5 keV は Fe-K の輝線、6.5–8.0 keV は吸収構造が見えているエネルギー帯とし、3.5–4.5 keV、4.5–5.2 keV はそれぞれ 4.22 keV、4.93 keV の吸収線が見えていると仮定したエネルギー帯とした。また、0.4–0.5 keV、3.0–3.5 keV、3.0–4.0 keV は各輝線、吸収線構造の連続成分のエネルギー帯とした。これらのエネルギー帯から 0.4–0.5 keV と 0.85–1.2 keV のハードネス比、3.0–3.5 keV と各 3.5–4.5 keV、4.5–5.2 keV のハードネス比、3.0–4.0 keV と 5.5–6.5 keV、6.5–8.0 keV のハードネス比をそれぞれ求めた。

図 5.23–図 5.27 にその結果を示す。上のパネルから順に各エネルギー帯でのライトカーブ、ハードネス比を表し、図中に書かれている実線は平均値を示している。輝線の場合は平均値よりハードネス比が大きいほど構造がはっきり現われ、逆に吸収線の場合には、平均値よりハードネス比が小さいほど、構造がはっきり現われると考えられる。

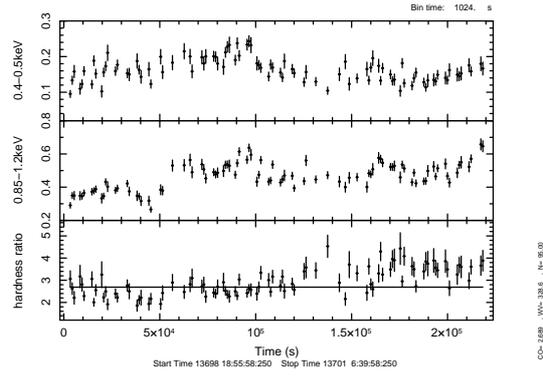


図 5.23: 図 5.21 と同様に 0.4–0.5 keV と 0.85–1.2 keV のライトカーブとハードネス比。

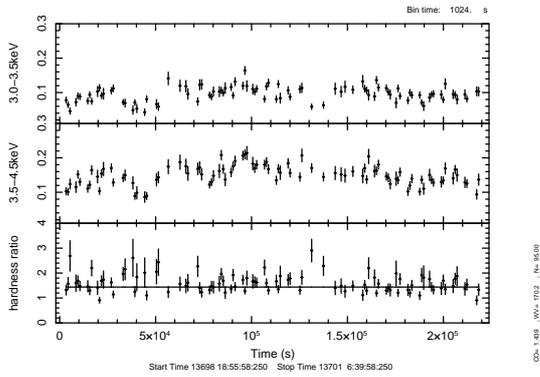


図 5.24: 図 5.21 と同様に 3.0–3.5 keV と 3.5–4.5 keV のライトカーブとハードネス比。

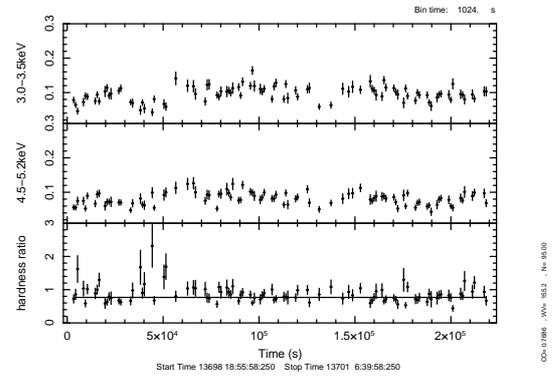


図 5.25: 図 5.21 と同様に 3.0–3.5 keV と 4.5–5.2 keV のライトカーブとハードネス比。

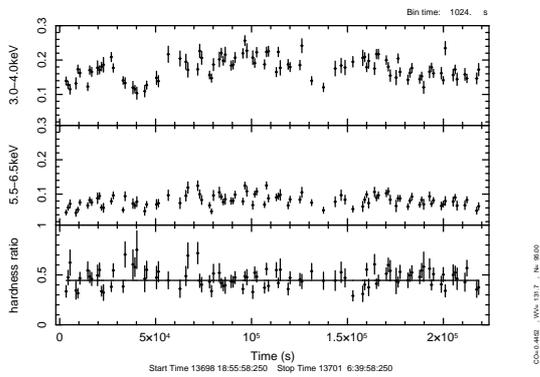


図 5.26: 図 5.21 と同様に 3.0–4.0 keV と 5.5–6.5 keV のライトカーブとハードネス比。

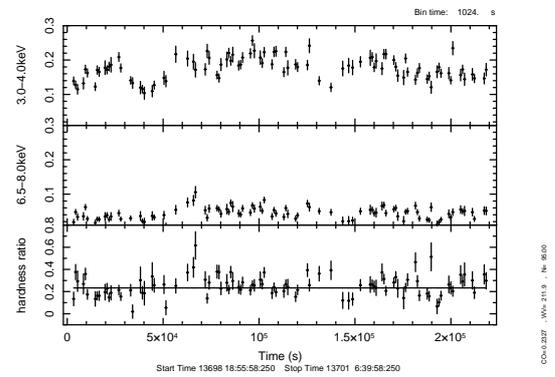


図 5.27: 図 5.21 と同様に 3.0–4.0 keV と 6.5–8.0 keV のライトカーブとハードネス比。

図 5.23 を見ると、時間とともにハードネス比が変わっているのが分かる。0.85–1.15 keV は吸収構造が見えるであろうエネルギー帯なので、図 5.23 のハードネス比が小さくなっている時間帯が吸収構造がより見える時間帯になっていると考えられる。図 5.24–図 5.27 を見るとところどころにハードネス比が変わっている時間帯があるが、その時間帯は輝線、吸収線が現われにくい時間帯であると考えられるので、はっきりと現われる時間帯はないと考えられる。

カウントレートの相関関係

高エネルギー側と低エネルギー側のカウントレートが共に高いときと低いときでのスペクトルの形状を調べるため、0.4–0.6 keV と 2–8 keV、0.85–1.15 keV と 2–8 keV のカウントレートの相関関係をそれぞれ求めた。相関の指標を示す相関係数 r は A 及び B のカウントレートの共分散を σ_{AB} 、標準偏差をそれぞれ σ_A 、 σ_B とすると、

$$r = \frac{\sigma_{AB}}{\sigma_A \sigma_B} \quad (3.2)$$

と表される。 r には相関か無相関かの閾値がありデータ数によって変わってくる。例えば、データ数が 70 のとき、1%の有意水準で棄却され無相関となる閾値は $r=0.3$ で、 $r < 0.3$ であれば、相関が高度に有意となる。この解析で用いたデータの数が 69 で、図 5.28 の相関係数が $r=0.61$ 、図 5.29 の相関係数が $r=0.67$ であったので、この結果から相関が高度に有意であることが分かった。

以上から、カウントレートの相関関係を直線でフィットした。その結果を図 5.28、図 5.29 に示す。カウントレートの関係に完全な相関があると、直線 $y = x$ にデータ点がある。図 5.28、図 5.29 を見ると $y = x$ の直線よりも傾きが若干急な直線にデータ点のっているので、明るくなるにつれて低エネルギー側よりも高エネルギー側の強度が大きくなっていくと考えられる。

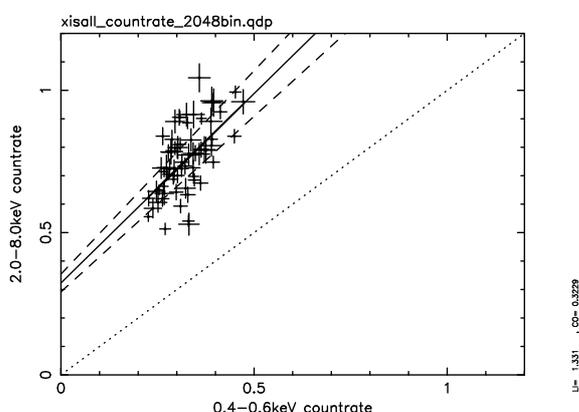


図 5.28: 0.4–0.6 keV のカウントレートと 2–8 keV のカウントレートの関係。相関係数 $r=0.61$ 。実線がベストフィット直線、破線がベストフィット直線の誤差の範囲、点線が直線 $y = x$ を表す。

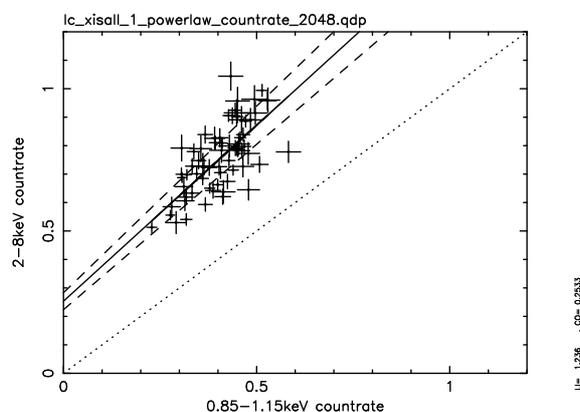


図 5.29: 0.85–1.15 keV のカウントレートと 2–8 keV のカウントレートの関係。相関係数 $r=0.67$ 。実線、破線、点線は図 5.28 と同じである。

5.3.3 Fractional variability amplitudes

スペクトルモデルに依存せずに、PG1211+143 のスペクトル成分を切り分ける手法として、エネルギー毎に Fractional Variability amplitudes(以下、 F_{var} と呼ぶ。)を調べる。これは、Variation

Fucntion(Ogawara et al. [45]) に等しい。 F_{var} は

$$F_{\text{var}} = \sqrt{\frac{S^2 - \langle \sigma_{\text{err}}^2 \rangle}{\langle X \rangle^2}} \quad (3.3)$$

ここで、 S^2 = データ分散、 $\langle X \rangle$ = 個々のデータの平均値と定義される (Edelson et al. [38])。すなわち、エネルギーの観測値の平均値に対する強度変動を表す。ここで、 $\langle \sigma_{\text{err}}^2 \rangle$ は

$$\langle \sigma_{\text{err}}^2 \rangle = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \sigma_{\text{err},i}^2 \quad (3.4)$$

N = データ数

で個々のデータの誤差の2乗の平均値である。この場合のデータはカウントレートである。天体の本質的な強度変動がない場合は、 F_{var} の値は0となる。

図 5.30 に XIS0、1、2、3 のエネルギー毎の F_{var} の関係、図 5.31 に全センサー足し合わせた場合のエネルギーと F_{var} を示す。各図の直線は平均値、破線は平均値の誤差を表す。XIS0、1、2、3 については平均10カウント以上、全センサーについては平均25カウント以上になるようエネルギーを区切った。

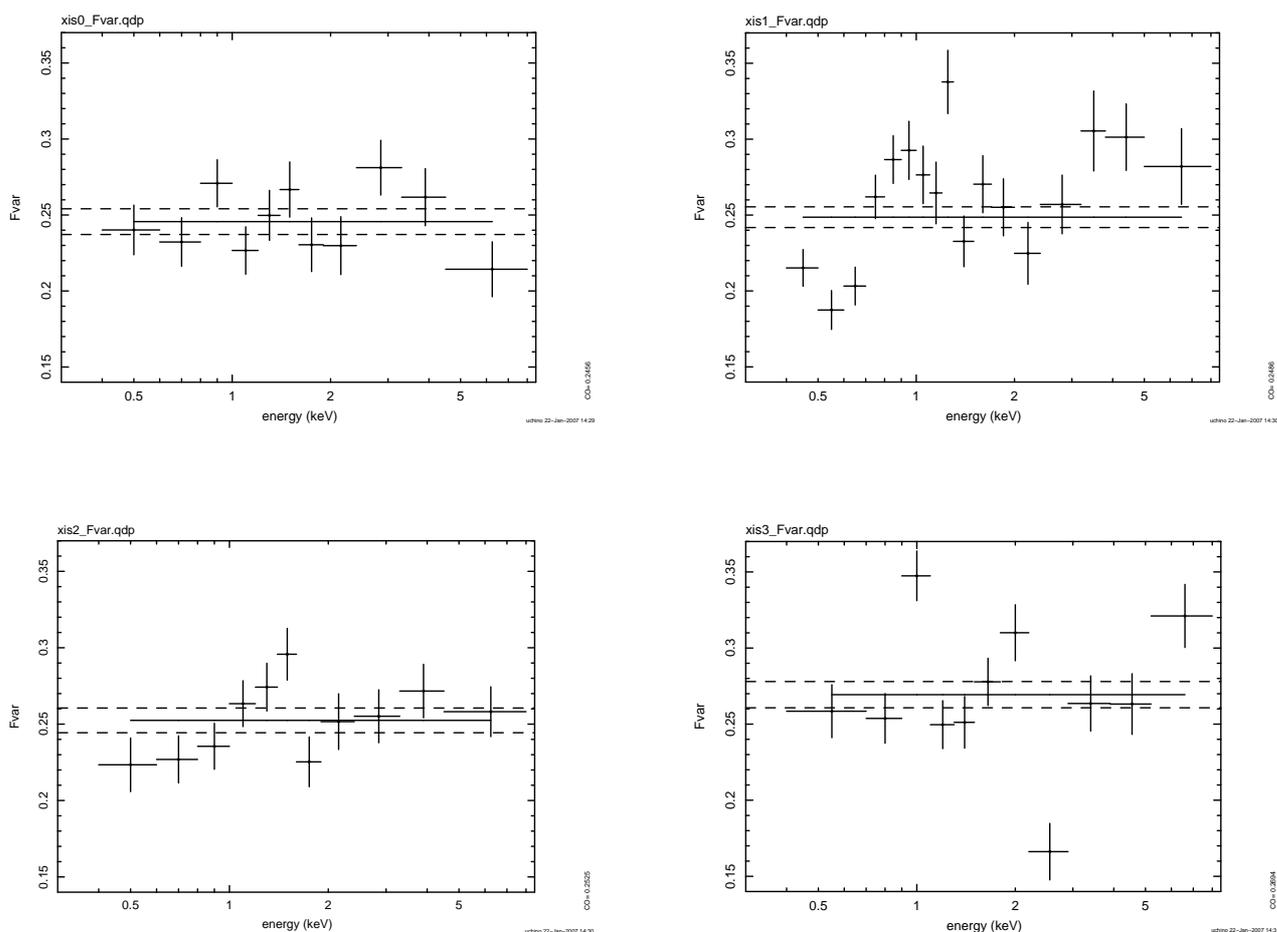


図 5.30: XIS0、1、2、3 でのエネルギーと F_{var} の関係。実線が平均値。破線が誤差の範囲を表す。平均10カウント以上になるようエネルギーを区切った。(左上)XIS0、(右上)XIS1、(左下)XIS2、(右下)XIS3。

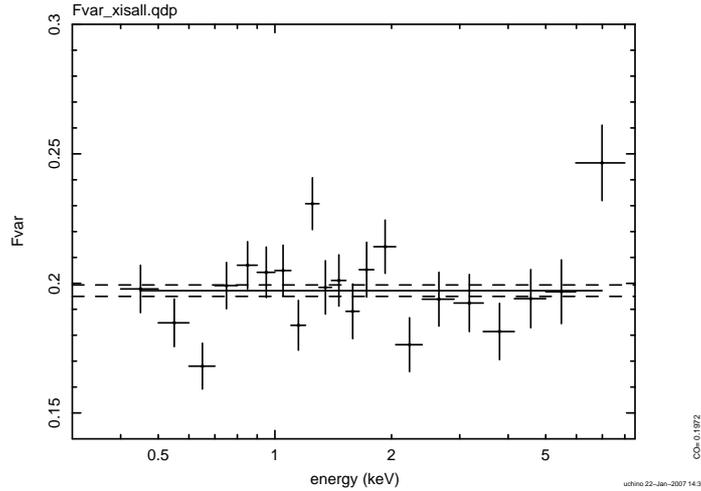


図 5.31: 全センサーでのエネルギーと F_{var} の関係。実線が平均値。破線が誤差の範囲を表す。1 ビンあたり平均 25 カウント以上になるようエネルギーを区切った。

F_{var} の値にばらつきがあるがセンサー間で全て同じ傾向になってはいないため系統誤差と考えられる。従って、エネルギー毎の F_{var} からはスペクトルの成分を抽出することはできなかった。

5.3.4 Excess variance

セイファート 1 型銀河の X 線強度変動の指標として 2–10 keV の Excess variance が用いられる。強度変動を過去の観測と比べるために、Excess variance を求めた。

Excess variance は

$$\sigma_{\text{XS}}^2 = S^2 - \langle \sigma_{\text{err}}^2 \rangle \quad (3.5)$$

と定義され、式 3.3 と比べると、2 乗して $\langle X \rangle^2$ をかけただけなので、エネルギー毎の強度変動を表す F_{var} と意味はほとんど変わらない。今回の解析では、過去の観測結果と比較するためカウントレートの平均値の 2 乗で規格化した Excess variance (以下、 σ_{NXS}^2 と呼ぶ。)

$$\sigma_{\text{NXS}}^2 = \frac{S^2 - \langle \sigma_{\text{err}}^2 \rangle}{\langle X \rangle^2} \quad (3.6)$$

を用いて、0.5–10 keV の σ_{NXS}^2 をそれぞれ 128 秒ビンまとめ、256 秒ビンまとめ、512 秒ビンまとめで求めた。以後、Excess variance はカウントレートの平均値の 2 乗で規格化した Excess variance とする。表 5.2 に求めた σ_{NXS}^2 を示す。

表 5.2: 128、256、512 ビンでの Excess variance。

ビン数	128	256	512
$\sigma_{\text{NXS}}^2 (\times 10^{-2})$	2.4±0.2	2.3±0.2	2.3±0.2

Leighly et al. [42] に記載されている 128 秒ビンまとめで求めた σ_{NXS}^2 の値及び 2–10 keV の光度と 128 秒ビンまとめで求めた σ_{NXS}^2 の関係を今回の解析で得られた結果と比較した。光度は表 5.4 で示した値を用いた。比較した結果を表 5.3 に示す。

表 5.3: Leighly et al. [42] の観測で求めた Excess variance と今回の観測で求めた Excess variance の比較。128 秒ビンまとめて求めた。ここでいう Excess variance はカウントレートの平均値の 2 乗で規格化した Excess variance を指す。

	Leighly et al. の結果	今回の結果
$\sigma_{\text{NXS}}^2 (\times 10^{-2})$	1.3 ± 0.3	2.3 ± 0.2

表 5.3 を見ると、Leighly et al. の観測結果と比べて今回の観測で得られた σ_{NXS}^2 が大きいことが分かる。つまり、過去の PG1211+143 の強度変動と比べて、今回観測された PG1211+143 の強度変動が激しいことを表している。

5.4 スペクトル解析

PG1211+143 に軟 X 線超過があるかどうかを調べるため、2–10 keV において $\text{const} \times \text{powerlaw} \times \text{phabs}$ でフィットし、0.2 keV まで外挿した。ここでのバックグラウンドは Lockman Hole 内のバックグラウンド領域を用いた。それぞれのモデルの詳細を以下に示す。

- powerlaw: 2 keV 以上のモデル。べき関数でパラメータはべき (光子指数) Γ と規格化パラメータの 2 つである。
- phabs: 銀河系内での吸収を考慮した。光電吸収のモデルでパラメータには水素の柱密度 N_{H} がある。
- const(constant): BI(XIS1) と FI(XIS0+XIS2+XIS3) の同時フィットを行うためにモデルに加えた。モデルのノーマリゼーションにファクターをかける。パラメータはファクターの値のみである。

phabs の N_{H} を $2.74 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ として固定した。図 5.32 に PG1211+143 のスペクトルとモデルフィットの比を表す。

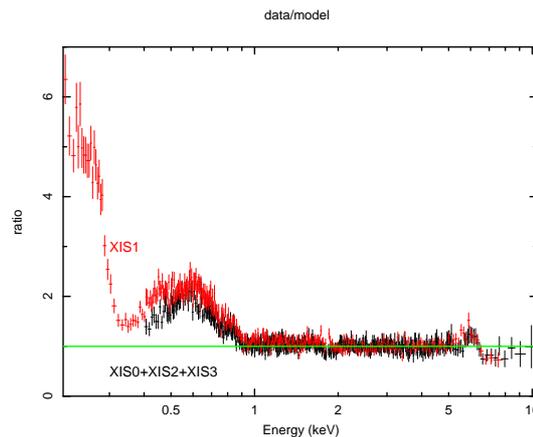


図 5.32: PG1211+143 のスペクトルとモデルフィットの比。

図 5.32 から 1 keV 以下に強い軟 X 線超過が見えたので、モデルを $\text{const} \times (\text{diskbb} \times \text{zphabs} + \text{powerlaw} \times \text{zphabs}) \times \text{phabs} \times \text{varabs}$ にして円環領域 A または Lockman Hole 内のバックグラウンド領域をそれぞれ用いた時の全観測時間での平均スペクトルを比較した。新たに加えられたモデルの詳細を以下に示す。

- diskbb(多温度黒体放射):低エネルギー側の軟X線超過を考慮した。降着円盤からの半径方向の温度分布を考慮した黒体放射モデルでパラメータは降着円盤の最も内側の温度 T_{in} とノーマリゼーションの2つある。
- zphabs:PG1211+143の銀河吸収を考慮した。phabsの赤方偏移を考慮したモデルでパラメータは水素の柱密度 N_H と赤方偏移 z がある。
- varabs:低エネルギー側のXISのコンタミ物質としてCとOを考慮した。(コンタミの詳細については2.5.5節を参照。) 元素組成を可変とした光電吸収モデルで、パラメータにはH、He、C、Oなどの各元素の柱密度がある。

今回の解析でパラメータは温度 T_{in} 、ベキ Γ 、zphabsの N_H 、CとOの柱密度をフリーパラメータとした。また、phabsの $N_H = 2.74 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ 、赤方偏移 $z=0.0809$ 、CとO以外の柱密度を0として固定した。

5.4.1 平均スペクトル

図5.8、図5.9の下のパネルを見ると、0.85–1.15 keV、6.5–8.0 keVに吸収構造、5.5–6.5 keVに輝線構造が見えている。(輝線、吸収構造についての詳細な解析は5.4.3節、5.4.5節を参照。)

図5.8から、2–10 keVのフラックス及び光度をそれぞれ求めた。光度を求めるにあたっての宇宙パラメータは過去の論文と比較するため赤方偏移 $z=0.0809$ 、ハッブル定数 $H_0 = 70.0$ 、減速パラメータ $q_0 = 0$ 、宇宙定数 $\Lambda = 0.73$ とした。表5.4にその結果を示す。

表 5.4: 2–10 keVのフラックス及び光度。宇宙パラメータは赤方偏移 $z=0.0809$ 、ハッブル定数 $H_0 = 70.0$ 、減速パラメータ $q_0 = 0$ 、宇宙定数 $\Lambda = 0.73$ とした。

	$F_{2-10 \text{ keV}}$ ($\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	光度 (erg s^{-1})
2–10 keV	3.6×10^{-12}	5.8×10^{43}

5.4.2 スペクトル変動

図5.33、図5.35のようにハードネス比に変化が現われている時間帯をA,Bとして区切り、それぞれの時間帯でスペクトルを作成した。スペクトルのモデルフィットに用いたモデルは $\text{const} \times (\text{diskbb} \times \text{zphabs} + \text{powerlaw} \times \text{zphabs}) \times \text{phabs} \times \text{varabs}$ とした。Aのフィット結果を図5.34、図5.36の左、Bを図5.34、図5.36の右に示す。また、A、Bそれぞれの時間帯でのフィットパラメータを表5.5、表5.6に示す。

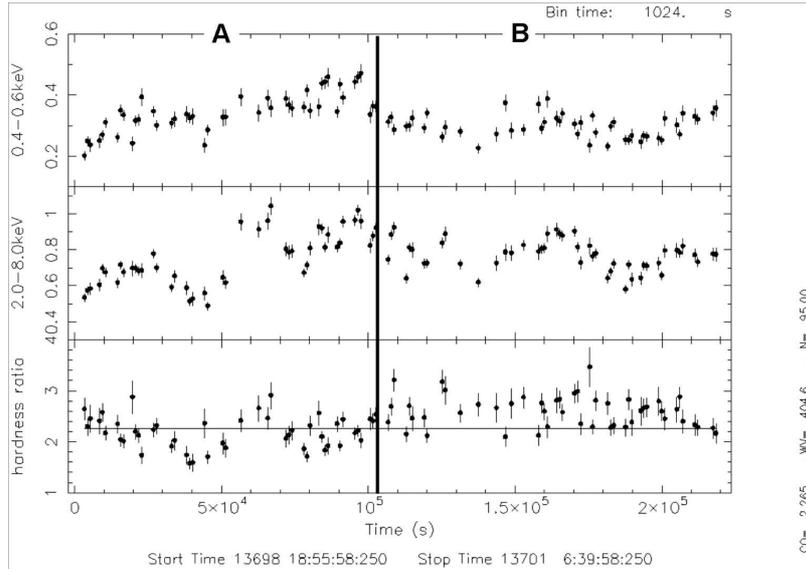


図 5.33: 0.4–0.6 keV と 2–8 keV の時間帯 A、B のハードネス比。ハードネス比が変わっている時間帯をそれぞれ A、B として分けた。

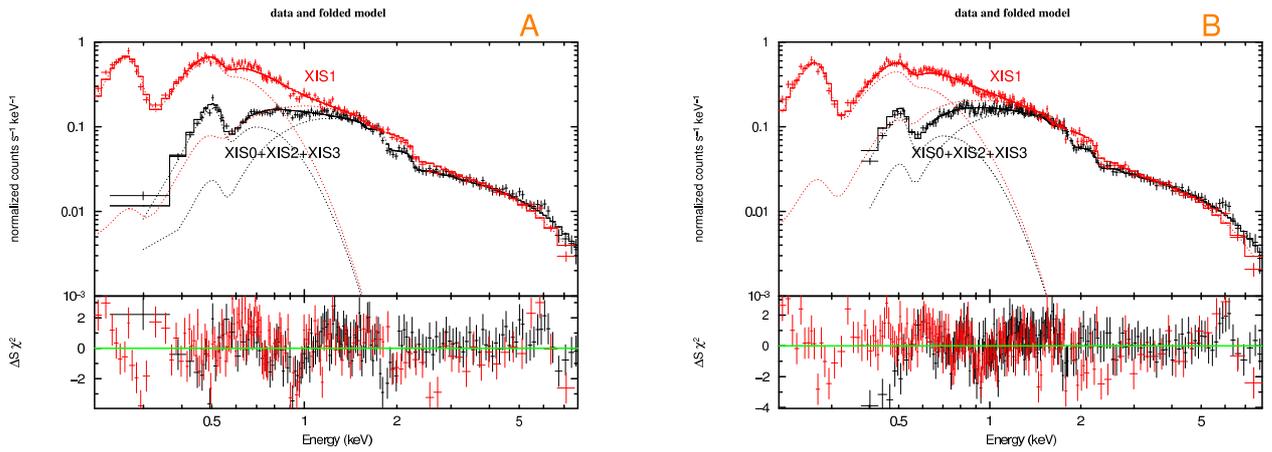


図 5.34: 図 5.33 の時間帯 A、B のスペクトル。(左) 時間帯 A、(右) 時間帯 B。上のパネルが PG1211+143 のスペクトル、下のパネルは $\Delta\chi^2$ である。

表 5.5: 図 5.33 の時間帯 A、B のパラメータ。

パラメータ	時間帯 A	時間帯 B
$F_{2-10 \text{ keV}} (10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})$	3.6	3.6
$N_{\text{H}}(\text{diskbb})(10^{20} \text{ cm}^{-2})$	$0.9^{+0.6}_{-0.5}$	0
$T_{\text{in}} \text{ (eV)}$	114^{+7}_{-6}	120^{+2}_{-3}
$N_{\text{H}}(\text{powerlaw})(10^{20} \text{ cm}^{-2})$	9^{+8}_{-6}	6^{+2}_{-3}
Γ	$1.75^{+0.06}_{-0.05}$	1.81 ± 0.03

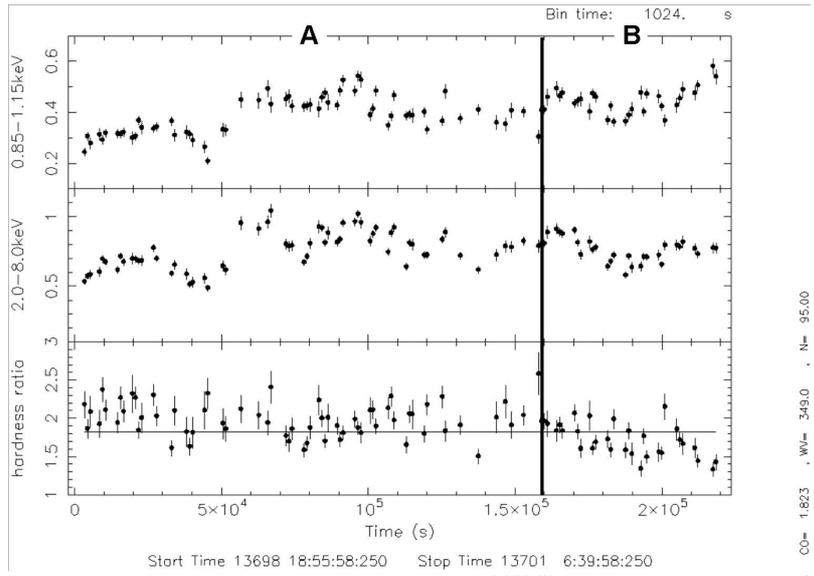


図 5.35: 0.85–1.15 keV と 2–8 keV の時間帯 A、B のハードネス比。ハードネス比が変わっている時間帯をそれぞれ A、B として分けた。

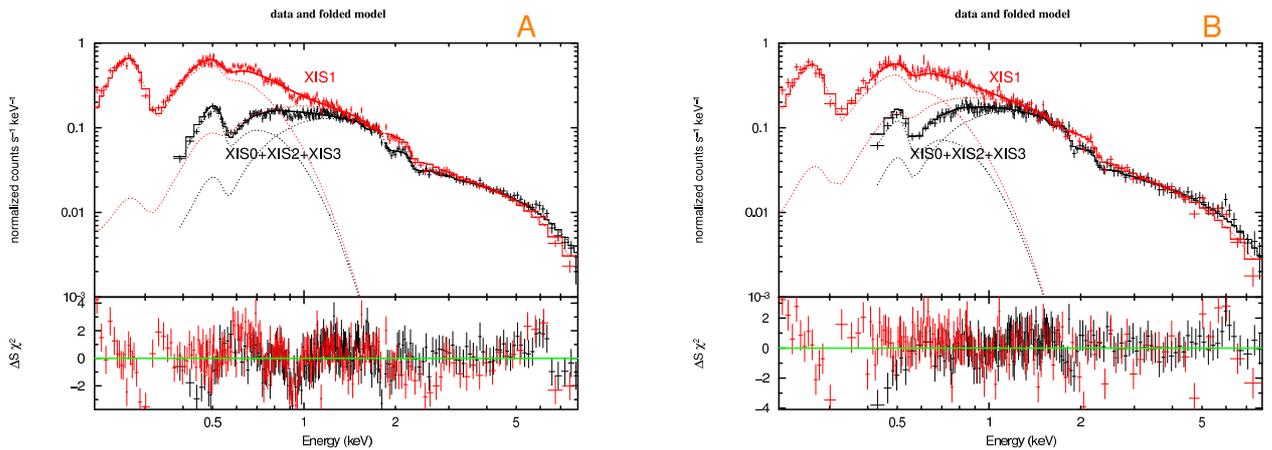


図 5.36: 時間帯 A、B のスペクトル。(左) 時間帯 A、(右) 時間帯 B。上のパネルが PG1211+143 のスペクトル、下のパネルが PG1211+143 のスペクトルとモデルの残差を表す。

表 5.6: 図 5.35 の時間帯 A、B のパラメータ。

パラメータ	時間帯 A	時間帯 B
$F_{2-10\text{keV}}(10^{-12}\text{ erg cm}^{-2}\text{s}^{-1})$	3.7	3.4
$N_{\text{H}}(\text{diskbb})(10^{20}\text{ cm}^{-2})$	0.9 ± 0.4	0
$T_{\text{in}}(\text{eV})$	114^{+6}_{-5}	120^{+4}_{-3}
$N_{\text{H}}(\text{powerlaw})(10^{20}\text{ cm}^{-2})$	8^{+7}_{-4}	0
Γ	$1.74^{+0.05}_{-0.04}$	1.84 ± 0.03

図 5.33、表 5.5 を見ると、本来ハードネス比が低い A の時間帯よりもハードネス比が高い B の時間帯のほうが 2–10 keV のフラックスは大きくなるはずなのが一貫しているのが分かる。これより、時間によって 0.4–0.6 keV、2–8 keV のスペクトルは変わらないと考えられる。

図 5.35、表 5.6 を見ると、ハードネス比が高い A の時間帯よりもハードネス比が低い B の時間帯のほうがべきは大きくなっているのが分かる。フラックスの値を見れば分かるように観測時間の前半よりも後半のほうが 2–8 keV の強度が低くなっている。

図 5.28、図 5.29 をそれぞれ図 5.37、図 5.39 のように高エネルギー側と低エネルギー側のカウントレートが共に低いとき (状態 A) と共に高いとき (状態 B) に分け、状態 A、B に対してスペクトルを出し、スペクトルの形状をみた。実線はベストフィット直線、点線は $y = x$ の直線、破線は $y = x$ の直線を y 軸に平行移動させた直線を表す。図 5.37 においての結果は図 5.38、表 5.7、図 5.39 においての結果は図 5.40、表 5.8 にそれぞれ示す。

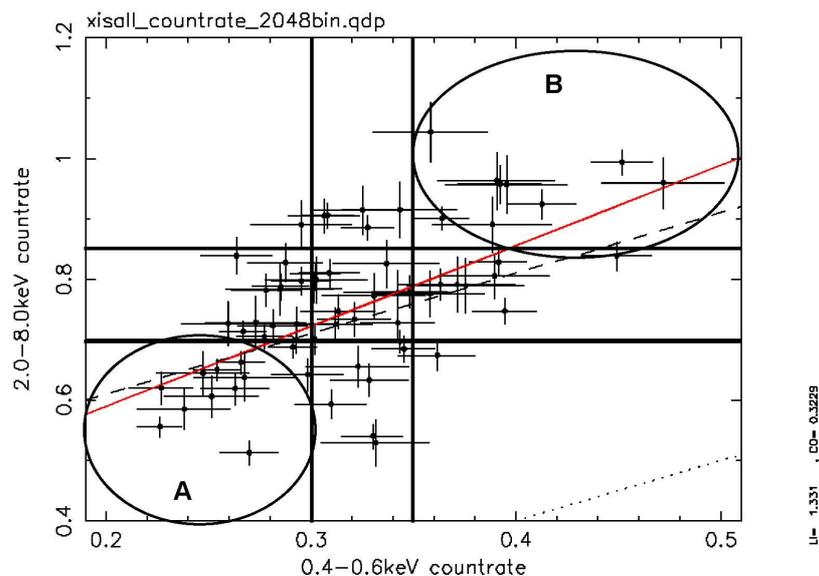


図 5.37: 状態 A、B の 0.4–0.6 keV のカウントレートと 2–8 keV のカウントレートの関係。赤の実線はベストフィット直線、点線は $y = x$ の直線、破線は $y = x$ の直線を y 軸に平行移動させた直線を表す。高エネルギー側と低エネルギー側のカウントレートが共に低いときと共に高いときをそれぞれ状態 A、B として分けた。

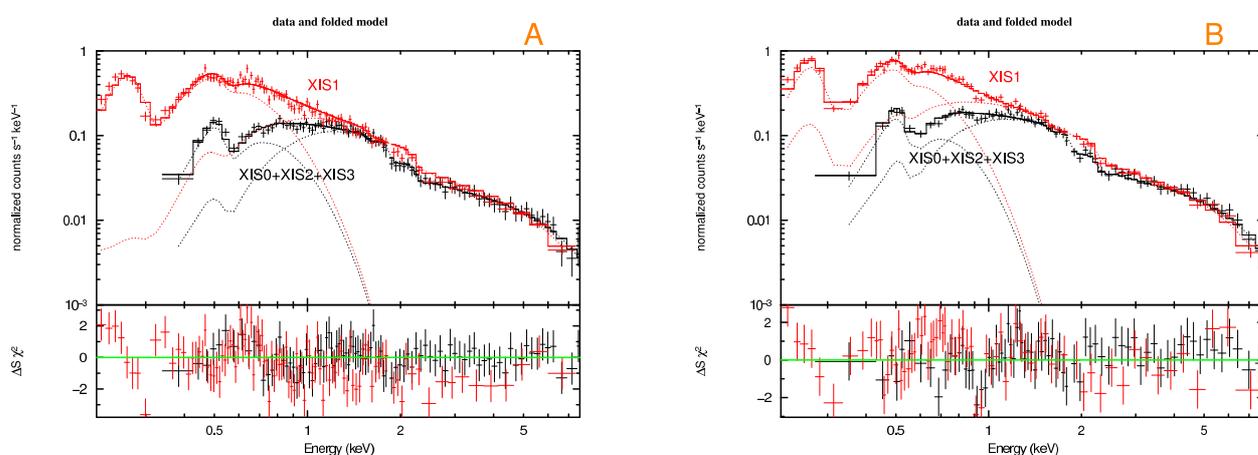


図 5.38: 図 5.37 の状態 A、B のスペクトル。(左) 状態 A、(右) 状態 B。上のパネルが PG1211+143 のスペクトル、下のパネルが PG1211+143 のスペクトルとモデルの残差を表す。

表 5.7: 図 5.37 の状態 A、B のパラメータ。

パラメータ	状態 A	状態 B
$F_{2-10\text{keV}} (10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})$	3.1	4.3
$T_{\text{in}} \text{ (eV)}$	126^{+9}_{-11}	112^{+8}_{-6}
$N_{\text{H}}(\text{powerlaw})(10^{20} \text{ cm}^{-2})$	12^{+24}_{-10}	6^{+12}_{-6}
Γ	$1.77^{+0.16}_{-0.08}$	$1.76^{+0.09}_{-0.08}$

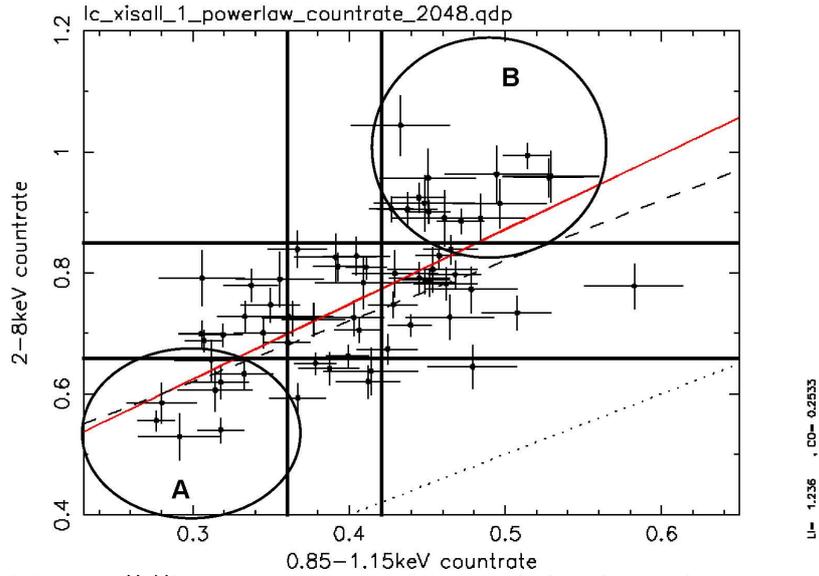


図 5.39: 状態 A、B の 0.85–1.15 keV のカウントレートと 2–8 keV のカウントレートの関係。赤の実線はベストフィット直線、点線は $y = x$ の直線、破線は $y = x$ の直線を y 軸に平行移動させた直線を表す。高エネルギー側と低エネルギー側のカウントレートが共に低いときと共に高いときをそれぞれ状態 A、B として分けた。

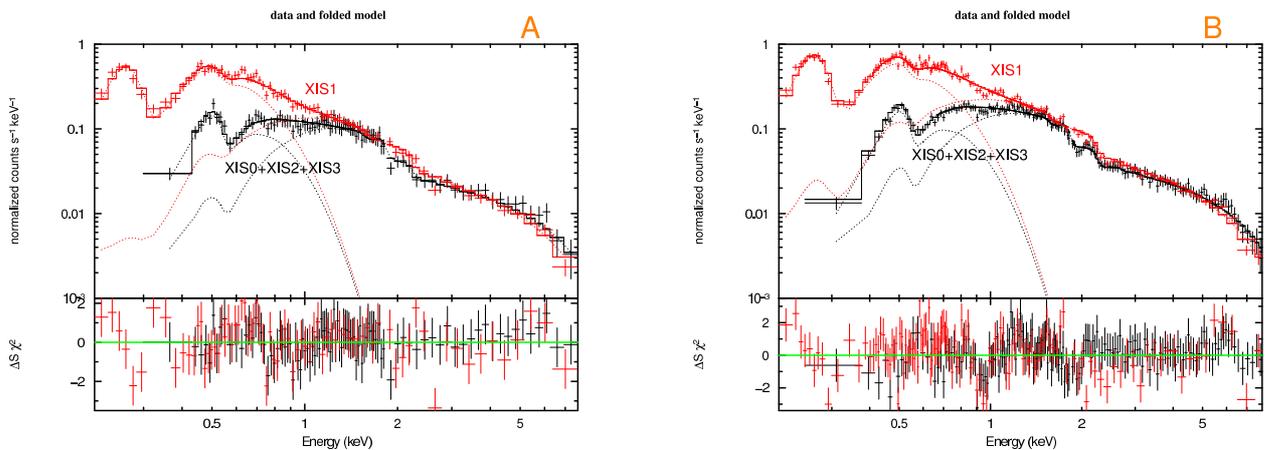


図 5.40: 図 5.39 の状態 A、B のスペクトル。(左) 状態 A、(右) 状態 B。上のパネルが PG1211+143 のスペクトル、下のパネルが PG1211+143 のスペクトルとモデルの残差を表す。

表 5.8: 図 5.39 の状態 A、B のパラメータ。

パラメータ	状態 A	状態 B
$F_{2-10\text{keV}}(10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})$	2.7	4.2
$N_{\text{H}}(\text{diskbb})(10^{20} \text{ cm}^{-2})$	$1.1^{+0.9}_{-1.0}$	$0.5^{+0.6}_{-0.5}$
$T_{\text{in}} \text{ (eV)}$	116^{+19}_{-16}	116^{+9}_{-8}
$N_{\text{H}}(\text{powerlaw})(10^{20} \text{ cm}^{-2})$	18^{+26}_{-18}	7^{+8}_{-7}
Γ	$1.86^{+0.18}_{-0.16}$	$1.76^{+0.06}_{-0.05}$

表 5.7、表 5.8 を見ると、べきの値は誤差の範囲内で一致していた。また、図 5.38、図 5.40 を見ると高エネルギー側と低エネルギー側のカウントレートが共に低いときよりも共に高いときのほうが、0.85–1.15 keV の吸収構造がよりはっきりと見えている。

5.4.3 0.85–1.2 keV の吸収線のフィッティング

図 5.41 のようにハードネス比 (0.85–1.2 keV/0.4–0.5 keV) が変化している時間帯を A、B、C として区切り、それぞれの時間帯において、0.85–1.15 keV を `zgauss` (詳細は 5.4.5 を参照) でフィットした。図 5.42、表 5.9 にフィット結果を示す。

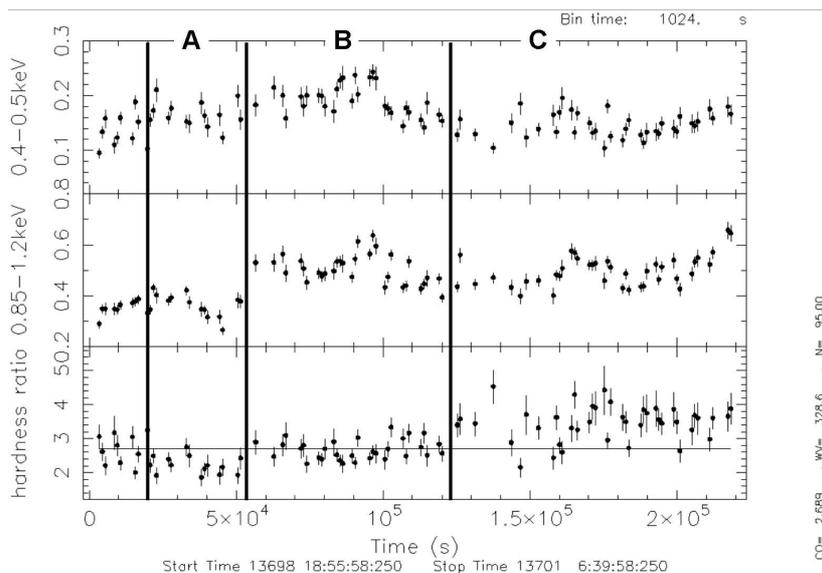


図 5.41: 0.4–0.5 keV と 0.85–1.2 keV の時間帯 A、B、C のハードネス比。ハードネス比が変わっている時間帯を A、B、C と分けた。

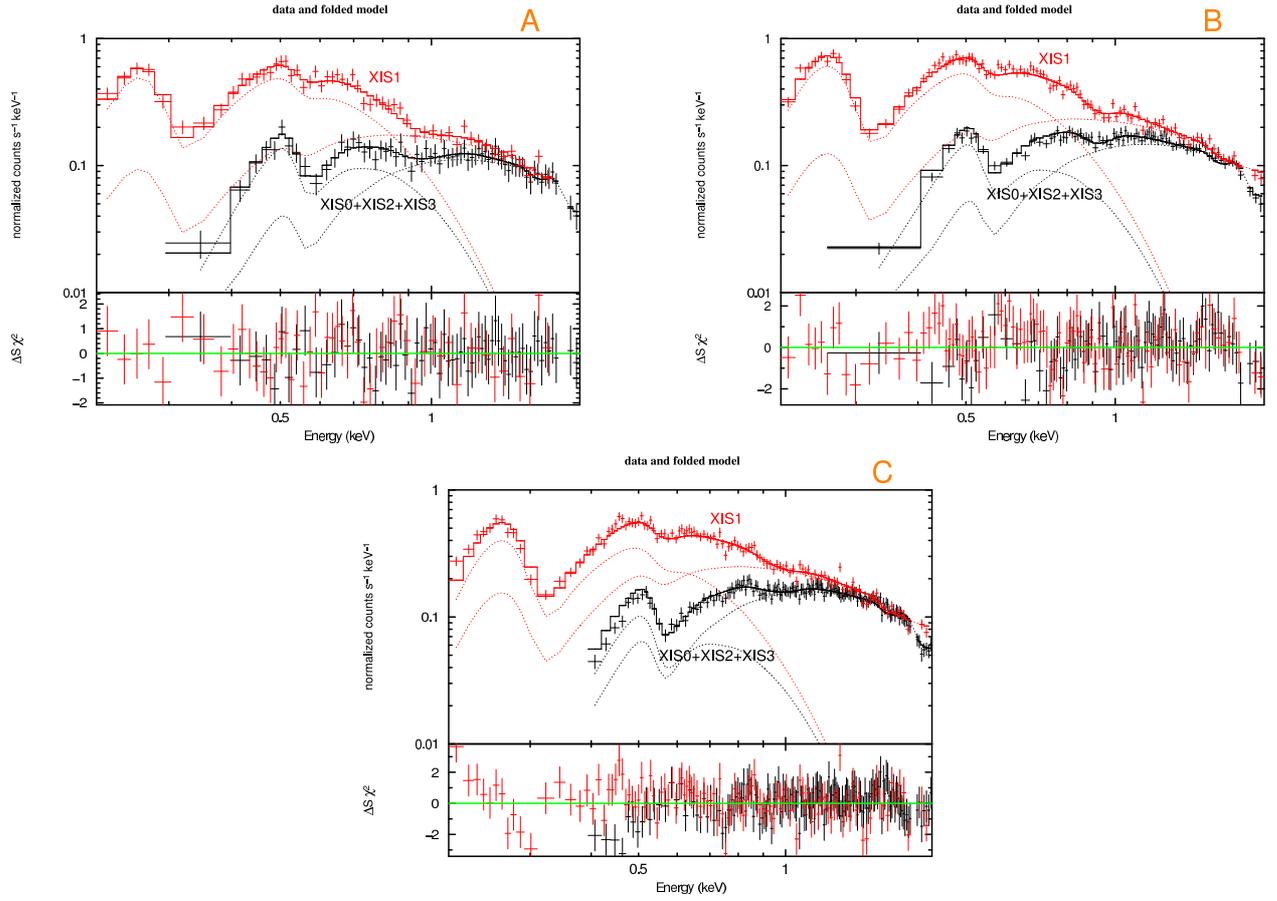


図 5.42: 図 5.41 の時間帯 A、B、C のスペクトル。(左上) 時間帯 A、(右上) 時間帯 B、(下) 時間帯 C。上のパネルが PG1211+143 のスペクトル、下のパネルが PG1211+143 のスペクトルとモデルの残差を表す。

表 5.9: 図 5.41 の時間帯 A、B、C のパラメータ。

パラメータ	時間帯 A	時間帯 B	時間帯 C
$F_{2-10\text{keV}} (10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})$	3.1	4.2	3.5
$F_{0.4-0.6\text{keV}} (10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})$	0.7	0.8	0.7
$T_{\text{in}} \text{ (eV)}$	134^{+11}_{-8}	126^{+5}_{-4}	123^{+4}_{-3}
Γ	1.69 ± 0.07	1.68 ± 0.03	1.82 ± 0.03
$E_{\text{abs}} \text{ (keV)}$	$0.92^{+0.06}_{-0.10}$	$0.97^{+0.03}_{-0.06}$	$1.03^{+0.03}_{-0.07}$
$\sigma_{\text{abs}} \text{ (keV)}$	$0.15^{+0.06}_{-0.05}$	$0.08^{+0.06}_{-0.04}$	$0.09^{+0.06}_{-0.03}$
$EW_{\text{abs}} \text{ (eV)}$	92^{+51}_{-36}	38^{+13}_{-12}	28^{+12}_{-7}

図 5.41、表 5.9 を見ると、ハードネス比が小さくなるにつれて吸収線の等価幅が 28^{+12}_{-7} eV、 38^{+13}_{-12} eV、 92^{+51}_{-36} eV となった。2–10 keV のフラックスを見ると、等価幅の値が小さい時間帯 C よりも等価幅の値が大きい時間帯 B の方が値は大きくなっているが、一番等価幅の値が大きい A の時間帯は時間帯 B、C の時間帯よりもフラックスは小さくなっている。一方、0.4–0.6 keV のフラックスを見ると、A、B、C の時間帯での値はほぼ同じになっているのに対し、2–10 keV のフラックスはどの時間帯でも 0.4–0.6 keV のフラックスより大きくなっている。

5.4.4 4.56 keV、5.33 keV の吸収構造

図 5.24、5.25 のハードネス比から吸収線がはっきり見える時間帯がないと思われるので、ハードネス比が平均値と同じ時間帯を抜きだして 4.56 keV、5.33 keV のフィッティングを行った。フィッティング結果から、吸収線が検出出来なかったため、吸収線の等価幅の上限値をそれぞれ求めた。表 5.10 に吸収線の等価幅の上限値を示す。

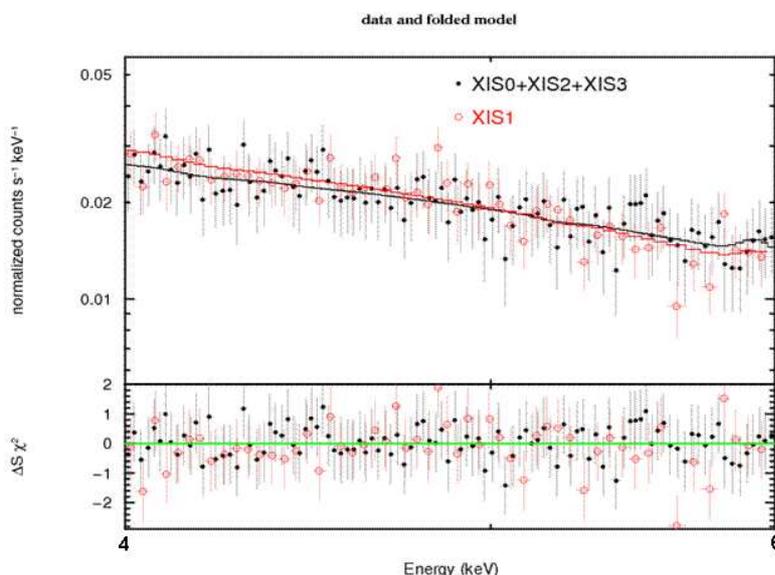


図 5.43: 4.56 keV、5.33 keV(静止系座標) のフィッティング。

表 5.10: 4.56 keV、5.33 keV(静止系座標) の吸収線の等価幅の上限値。上限値は 90% の信頼区間で示した。

エネルギー (keV)	4.56	5.33
等価幅 (eV)	<22	<8

5.4.5 Fe-K の輝線、7 keV 以上の吸収構造のフィッティング

図 5.26、図 5.27 の結果から全観測時間において Fe-K の輝線、7 keV 以上の吸収構造のフィッティングを行った。0.2–10 keV のスペクトルに、 $\text{const} \times (\text{diskbb} \times \text{zphabs} + \text{powerlaw} \times \text{zphabs}) \times \text{phabs} \times \text{varabs}$ のモデルを適用させ、Fe-K の輝線に zgauss 、7 keV 以上の吸収構造 zgauss 及び zedge のモデルを適用させた。各モデルの詳細を以下に示す。

- zgauss : 赤方偏移を考慮した部分的に輝線及び吸収線をフィットするための単一のガウシアン。パラメータはエネルギー E 、ガウシアン幅 σ 、ノーマリゼーション、赤方偏移 z の 4 つである。ここでは、輝線のエネルギー及びガウシアン幅をそれぞれ E_{em} 、 σ_{em} 、吸収線のエネルギー及びガウシアン幅をそれぞれ E_{abs} 、 σ_{abs} とした。今後、 zgauss モデルを「吸収線モデル」と呼ぶことにする。
- zedge : 吸収端構造のモデル。パラメータは吸収端のエネルギー E_{edge} 、光学的厚さ τ 、赤方偏移 z の 3 つである。今後、 zedge モデルを「吸収端モデル」と呼ぶことにする。

図 5.44 及び表 5.11 に 7 keV 以上の吸収構造を *zgauss* でフィットした結果を、図 5.45 及び表 5.12 に *zedge* でフィットした結果をそれぞれ示す。表 5.45 から、輝線のエネルギーが $6.47^{+0.71}_{-0.13}$ 、吸収線のエネルギーが $7.5^{+0.7}_{-0.8}$ keV となり、 $6.47^{+0.71}_{-0.13}$ keV のエネルギーは 6.4 keV の Fe K α 輝線と誤差の範囲内で一致する。一方、表 5.12 から吸収端のエネルギーが $6.88^{+0.20}_{-0.12}$ となった。

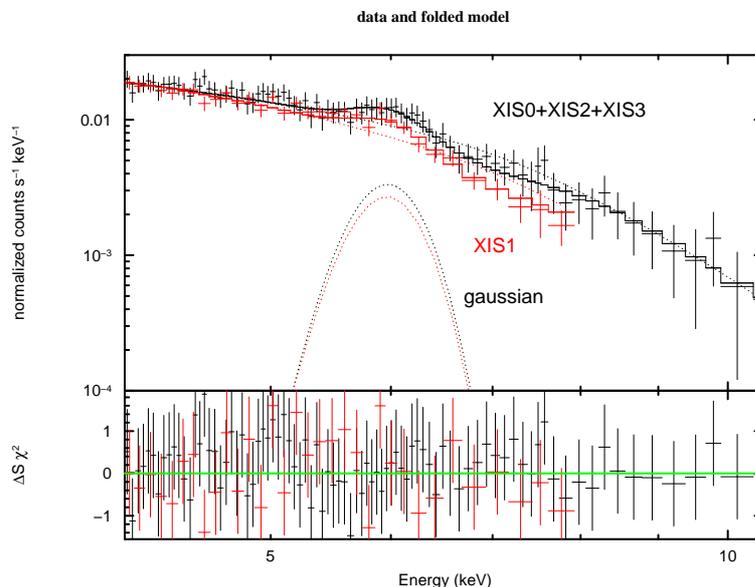


図 5.44: 7 keV 以上の吸収構造を吸収線モデルでフィットした場合のスペクトル。0.2–10 keV のスペクトルのうち 4–10 keV のスペクトルを表示した。

表 5.11: 7 keV 以上の吸収構造を吸収線モデルでフィットした場合のフィッティングパラメータ。

パラメータ	
Γ	$1.80^{+0.03}_{-0.04}$
E_{em} (keV)	$6.47^{+0.71}_{-0.13}$
σ_{em} (keV)	$0.32^{+0.53}_{-0.13}$
EW_{em} (eV)	294^{+103}_{-83}
E_{abs} (keV)	$7.5^{+0.7}_{-0.8}$
σ_{abs} (keV)	$0.7^{+0.5}_{-0.4}$
EW_{abs} (eV)	348^{+215}_{-177}

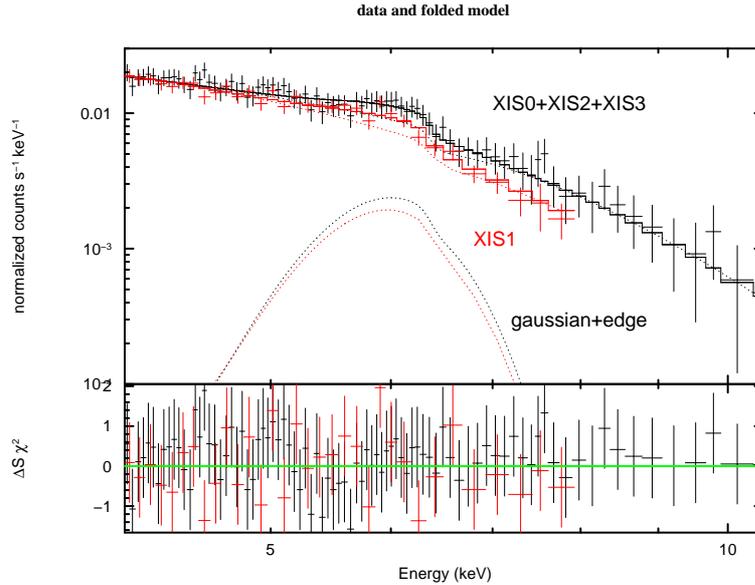


図 5.45: 7 keV 以上の吸収構造を吸収端モデルでフィットした場合のスペクトル。0.2–10 keV のスペクトルのうち 4–10 keV のスペクトルを表示した。

表 5.12: 7 keV 以上の吸収構造を吸収端モデルでフィットした場合のフィッティングパラメータ。

パラメータ	
Γ	1.75 ± 0.02
E_{em} (keV)	$6.5^{+0.8}_{-0.2}$
σ_{em} (keV)	$0.56^{+0.69}_{-0.16}$
EW_{em} (eV)	348^{+453}_{-158}
E_{edge} (keV)	$6.88^{+0.20}_{-0.12}$
τ	$0.34^{+0.24}_{-0.17}$

5.4.6 高電離した Ne、Mg、Si、S、Fe の吸収線

Pounds & Page [54] で検出された高電離した Ne、Mg、Si、S の吸収線について、今回の観測でも検出されるか検証した。全観測時間での 1–10 keV の連続成分に $\text{const} \times \text{zphabs} \times \text{powerlaw} \times \text{phabs}$ を適用させ、Ne、Mg、Si、S、Fe の吸収線が検出されたエネルギーに吸収線モデルを適用させた。パラメータは $z=0.0809$ 、 $N_{\text{H}}(\text{phabs})=0.0274$ に固定し、Pounds & Page では Ne、Mg、Si、S の幅 σ を 10 eV を 100 eV に固定していたので、今回も同様にした。それ以外のパラメータはフリーパラメータとした。有意に検出されなかった吸収線に対しては、等価幅の上限値を求めた。結果を以下の表 6.5 に記す ($z=0.0809$ のソースの静止座標系で記す)。また、図 5.46 に今回検出された吸収線のスペクトルフィットの結果を示す。Ne に関しては、0.2–10 の連続成分を $\text{const} \times (\text{zphabs} \times \text{diskbb} + \text{zphabs} \times \text{powerlaw} \times \text{phabs})$ でフィットし、Ne の吸収線に吸収線モデルを適用した。~0.7 keV にも吸収構造が見えるが Pounds et al.、Pounds & Page で検出された 1 keV 以上の吸収線と今回の結果を比較するため、フィッティングは行わなかった。

また、Pounds et al. [46] で検出された 8.70 keV の吸収線 (7.88 keV の $\text{FeXXV } 1s-3p$ または 8.25 keV の $\text{FeXXVI Ly}\beta$ と同定されている) が今回の観測で検出されるか検証した。さらに、Pounds

et al. で検出された 7.6 keV の吸収線にも吸収線モデルでフィットした。幅 σ は 7.6 keV では 0.1 keV、8.70 keV では 0 keV に固定した。図 5.47 に 4–10 keV の PG1211+143 のスペクトルとモデルの比を示す。また、表 5.14 にその結果を示す。表 5.14、表 5.14 から、 $1.003^{+0.008}_{-0.010}$ 、 $1.96^{+0.02}_{-0.03}$ 、 2.56 ± 0.06 、 7.28 ± 0.11 、 8.59 ± 0.11 keV に 90% の信頼区間で吸収線が有意に検出されていることが分かった。

表 5.13: Pounds & Page [54] で検出された Ne, Mg, Si, S の吸収線のエネルギーに吸収線モデルを適用したときのフィットパラメータ。z=0.0809 のソースの静止座標系でのエネルギーで記してある。

パラメータ	
Γ	1.78 ± 0.03
E_{abs1} (keV)	$1.004^{+0.008}_{-0.010}$
EW_{abs1} (eV)	14^{+3}_{-2}
E_{abs2} (keV)	1.55
EW_{abs2} (eV)	<8
E_{abs3} (keV)	1.67
EW_{abs3} (eV)	<0.4
E_{abs4} (keV)	$1.96^{+0.02}_{-0.03}$
EW_{abs4} (eV)	11^{+4}_{-5}
E_{abs5} (keV)	2.56 ± 0.06
EW_{abs5} (eV)	10^{+8}_{-6}
E_{abs6} (keV)	2.99
EW_{abs6} (eV)	<9

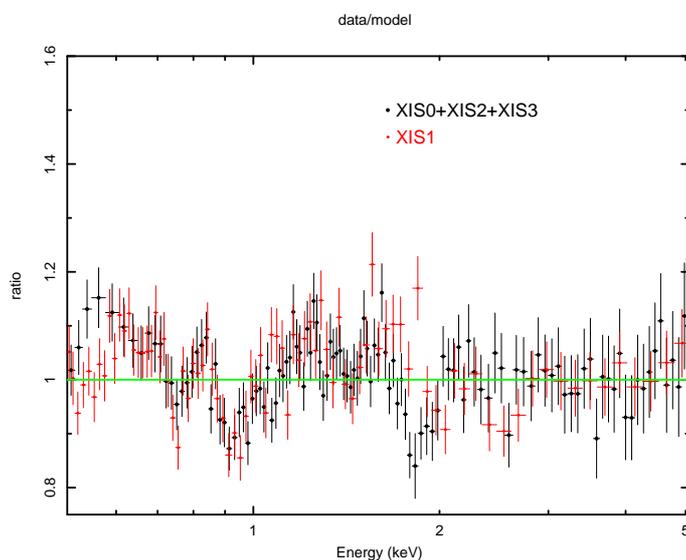


図 5.46: 0.5–5.0 keV の PG1211+143 のスペクトルとモデルの比。1 keV 付近、2 keV、2.5 keV 付近に吸収構造が見える。

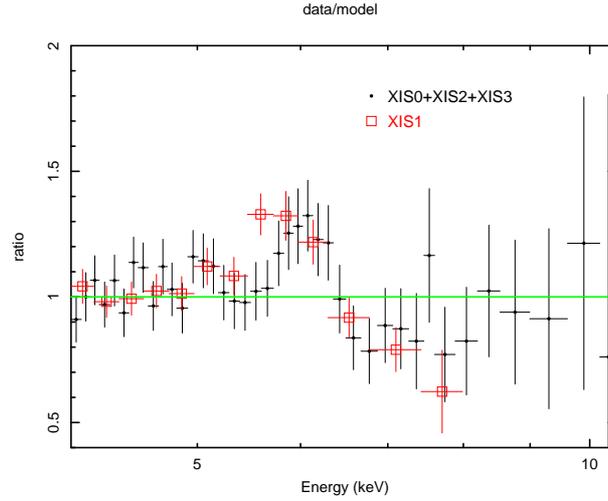


図 5.47: 4–10 keV の PG1211+143 のスペクトルとモデルの比。Fe K α 輝線、7 keV 付近、8 keV 付近に吸収構造が見える。

表 5.14: Pounds et al. [46] で検出された 7.6 keV、8.70 keV の吸収線に吸収線モデルを適用したときのフィットパラメータ。 $z=0.0809$ のソースの静止座標系でのエネルギーで記してある。

パラメータ	
Γ	1.78 ± 0.03
E_{abs1} (keV)	7.28 ± 0.11
EW_{abs1} (eV)	81^{+44}_{-43}
E_{abs2} (keV)	8.59 ± 0.11
EW_{abs2} (eV)	106^{+90}_{-84}

第6章 議論

本章では解析で得られた結果について過去の観測結果と比較し議論する。ここで示す結果の誤差は全て 90% の信頼区間である。

6.1 過去の観測結果との比較

6.1.1 軟 X 線超過

図 5.32 から PG1211+143 には軟 X 線超過があることが分かり、この軟 X 線超過に対して適用した多温度黒体放射モデルの全観測時間での温度は表 5.1 から $T_{\text{in}}=117_{-4}^{+6}$ eV であることが分かった。表 6.1 に今回の観測で得られた温度と 0.3–1keV の光度及び Pounds et al. の結果を示す。表 6.1 を見ると、温度がほとんど変わっていないが光度は 2001 年の観測 (Pounds et al.) の結果と比べてだいぶ暗くなっている。

表 6.1: 今回の観測で得られた温度と 0.3–1keV の光度と Pounds et al. の結果。

	今回の結果	Pounds et al.(2003)
温度 (eV)	117_{-4}^{+6}	~ 110
0.3–1keV の光度 (erg s^{-1})	2.3×10^{43}	$\sim 7.5 \times 10^{43}$

多温度黒体放射モデルの光度と温度の関係は、

$$L = 4\pi r_{\text{in}}^2 \sigma T_{\text{in}}^4 \quad (1.1)$$

と表せる。ここで、 r_{in} は降着円盤の内縁の半径、 T_{in} は降着円盤の内縁の温度、 σ はシュテファンボルツマン定数である。 r_{in} を一定にするとこの式から光度は温度の 4 乗に比例するが、表 6.1 を見ると、光度が温度の 4 乗に比例していないことが分かる。この解釈としては 1) 降着円盤の内縁の半径が 2001 年の観測で求めた半径より ~ 0.5 倍小さくなっている、2) r_{in} が一定である場合、PG1211+143 の中心核を取り巻く降着円盤は上の関係式を満たす降着円盤 (幾何学的に薄く光学的に厚い) ではない、ということが考えられる。

6.1.2 4.56 keV、5.33 keV (静止系座標) の吸収線

表 5.10 から、4.56 keV、5.33 keV (静止系座標) に吸収線が検出されず、等価幅の上限値が求まった。この結果と Reeves et al.[50] の結果を表 6.2 に示す。表 6.2 を見ると、4.56 keV の等価幅は Reeves et al. の結果と誤差の範囲内で一致したが、5.33 keV の等価幅においては Reeves et al. の結果と一致しなかった。

表 6.2: 4.56 keV、5.33 keV(静止系座標) の等価幅の上限値と Reeves et al. [50] の結果の比較。上限値は 90% の信頼区間で示した。

パラメータ	今回の結果	Pounds et al. の結果
4.56 (keV)	<22	35±16
5.33 (keV)	<8	57±23

6.1.3 7 keV 以上の吸収構造

Fe K α 輝線

表 5.11 から $6.47^{+0.71}_{-0.13}$ keV に Fe K α 輝線があることが分かった。この結果と Pounds et al. [46] の結果を表 6.3 に示す。表 6.3 を見ると、Fe K α 輝線のエネルギー、 σ 、等価幅が Pounds et al. の結果と誤差の範囲内で一致している。

表 6.3: 今回の Fe K α 輝線と Pounds et al.[46] のエネルギー、幅 σ 、等価幅の比較。

パラメータ	今回の結果	Pounds et al. の結果
E _{em} (keV)	$6.47^{+0.71}_{-0.13}$	~6.5
σ_{em} (keV)	$0.32^{+0.53}_{-0.13}$	~0.12
EW _{em} (eV)	294^{+103}_{-83}	~240

7 keV 以上の吸収構造

表 5.11 から、7 keV 以上の吸収構造を zgauss でフィットした場合、 $z=0.0809$ のソースの静止座標系のエネルギーで $7.5^{+0.7}_{-0.8}$ keV に吸収線があることが分かった。この結果は Pounds et al. [46] で検出された 7.6 keV の吸収線と誤差の範囲内で一致するものとなった。吸収線の速度はドップラー偏移の式

$$1+z = \sqrt{\frac{1-\beta}{1+\beta}} \quad (1.2)$$

$$\beta = \frac{v}{c} \quad (1.3)$$

と表わせる。Pounds et al. では、7.6 keV の吸収線を 6.97 keV の FeXXVI Ly α と同定した。今回も同じ起源とした場合、アウトフローの速度の上限値 (90%) が <0.16c となり、Pounds et al. の結果と一致する (表 6.4)。また、吸収線の等価幅が Pounds et al. の結果と比べて大きくなっていることが分かった。

表 6.4: 7 keV 以上の吸収構造において、吸収線モデルでフィットした場合と Pounds et al.[46] との比較。吸収線は 6.97 keV の FeXXVI Ly α とした。

パラメータ	今回の結果	Pounds et al. の結果
E _{abs} (keV)	$7.5^{+0.7}_{-0.8}$	7.59±0.03
σ_{abs} (keV)	$0.7^{+0.5}_{-0.4}$	≤ 0.1
EW _{abs} (eV)	348^{+215}_{-177}	95±20
速度	(0.07±0.09)c	(0.085±0.004)c

一方、7 keV 以上の吸収構造を吸収端モデルでフィットしたところ、表 5.12 から、エネルギーは $6.88^{+0.20}_{-0.12}$ keV となった。Kaspi et al.[40] の結果を見ると、吸収端のエネルギーが $z=0.0809$ のソースの静止座標系で 7.27 ± 0.11 keV となり、今回の結果と一致しなかった。光学的厚さ τ は、今回の結果では $0.34^{+0.24}_{-0.17}$ となり、Kaspi et al. では 0.56 ± 0.10 であったので、値が誤差の範囲内で一致していた。

6.1.4 高電離した Ne、Mg、Si、S、Fe の吸収線

表 5.13 から 1-3 keV のエネルギー帯において、今回の観測では $1.004^{+0.008}_{-0.010}$ keV、 $1.96^{+0.02}_{-0.03}$ keV、 2.56 ± 0.06 keV に 90% の信頼区間で吸収線を有意に検出した。この結果と Pounds & Page [54] の結果を表 6.5 に記す ($z=0.0809$ のソースの静止座標系で記す)。

また、表 5.14 から 7.28 ± 0.11 keV、 $8.59^{+0.11}_{-0.12}$ keV に 90% の信頼区間で吸収線が有意に検出されたことが分かった。この結果と Pounds & Page [54] の結果を表 6.6 に示す。

表 6.5: Ne、Mg、Si、S の吸収線が検出されたエネルギーに吸収線モデルを適用した結果と Pounds & Page [54] の結果との比較。 $z=0.0809$ のソースの静止座標系でのエネルギーで記してある。

	今回の結果	Pounds & Page の結果
Γ	1.78 ± 0.03	~ 1.78
E_{abs1} (keV)	$1.004^{+0.008}_{-0.010}$	1.16 ± 0.05
EW_{abs1} (eV)	14^{+3}_{-2}	5
E_{abs2} (keV)	1.55	1.55 ± 0.15
EW_{abs2} (eV)	< 8	7
E_{abs3} (keV)	1.67	1.67 ± 0.02
EW_{abs3} (eV)	< 0.4	16
E_{abs4} (keV)	$1.96^{+0.02}_{-0.03}$	2.16 ± 0.02
EW_{abs4} (eV)	11^{+4}_{-5}	17
E_{abs5} (keV)	2.56 ± 0.06	2.84 ± 0.06
EW_{abs5} (eV)	10^{+8}_{-6}	21
E_{abs6} (keV)	2.99	2.99 ± 0.03
EW_{abs6} (eV)	< 9	26

表 6.6: Pounds et al. で検出された 8.70 keV と今回の結果の比較。z=0.0809 のソースの静止座標系でのエネルギーで記してある。Pounds et al.(2005) では、Pounds et al.(2003) の Table 1 の修正が報告されている。Pounds et al.(2003) では記載されていた 8.7 keV(ソースの静止系で)の吸収線の記述が削除されている。ここでの議論には用いないことにする。なお、1–3 keV の範囲のラインに関しては Pounds & Page の結果を参照しており、この修正の影響を受けない。

	今回の結果	Pounds et al.(2003) の結果	Pounds et al.(2005) の結果
Γ	1.78 ± 0.03	~ 1.75	–
E_{abs1} (keV)	7.28 ± 0.11	7.59 ± 0.03	$7.61 \pm 0.03(\text{pn})$, $7.71 \pm 0.08(\text{MOS})$
EW_{abs1} (eV)	81^{+44}_{-43}	95 ± 20	$105 \pm 35(\text{pn})$, $100 \pm 40(\text{MOS})$
E_{abs2} (keV)	$8.59^{+0.11}_{-0.12}$	8.70 ± 0.08	–
EW_{abs2} (eV)	106^{+90}_{-84}	45 ± 12	–

$8.59^{+0.11}_{-0.12}$ keV は、Pounds et al.(2003) の結果と誤差の範囲内で一致したが、 7.28 ± 0.11 keV、 $1.96^{+0.02}_{-0.03}$ keV、 2.56 ± 0.06 keV は、99.9%の信頼区間で Pounds & Page の結果と一致しない。

6.2 XMM-Newton の観測 (2001 年) 結果との比較

今回の観測で検出された吸収線と、2001 年の XMM-Newton の観測 (Pounds et al.[46]、Pounds & Page[54]) の結果を表 6.7、図 6.1 に示す。

表 6.7: 今回の観測で得られた吸収線と 2001 年の XMM-Newton の観測 (Pounds et al.[46]、Pounds & Page[54]) で得られた吸収線。z=0.0809 のソースの静止座標系でのエネルギーで記してある。

今回の結果	Pounds et al.(2005) Pounds & Page の結果 (2006)
$1.004^{+0.008}_{-0.010}$	1.16 ± 0.05
$1.96^{+0.02}_{-0.03}$	2.16 ± 0.02
2.56 ± 0.06	2.84 ± 0.06
7.28 ± 0.11	7.71 ± 0.08
$8.59^{+0.11}_{-0.12}$	–

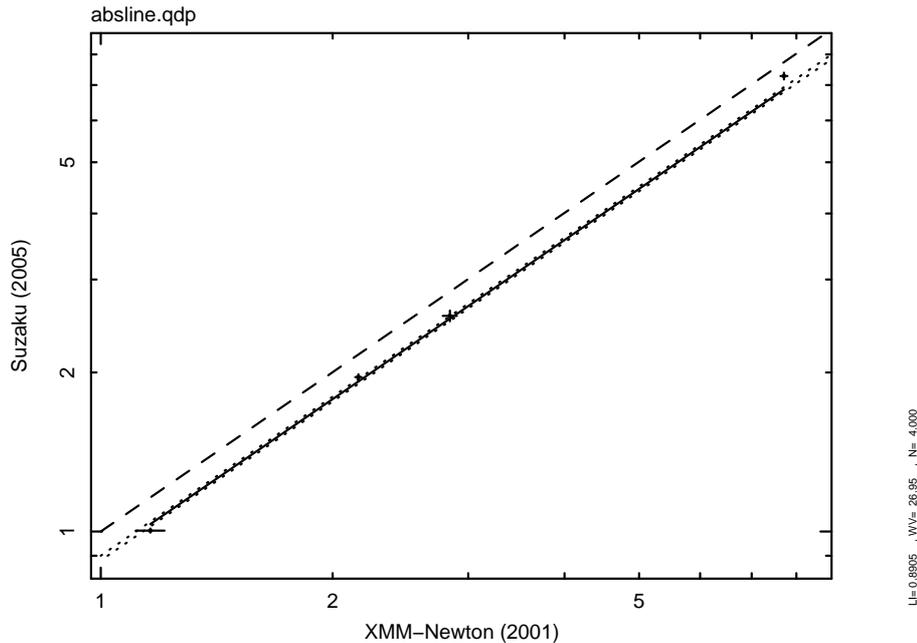


図 6.1: 今回の観測で得られた吸収線と 2001 年の XMM-Newton の観測 (Pounds et al.[47]、Pounds & Page[54]) で得られた吸収線の関係。実線はデータ点を直線でフィットしたときのベストフィット直線、破線は $y = x$ の直線、点線は誤差 (90%) の範囲を示す。

これからわかるように今回観測された 1.00keV、1.96keV、2.56keV、7.3keV いずれの吸収線に関しても、Pounds & Page(2006), Pounds et al.(2005) で観測されていた対応する吸収線に比べて、X線エネルギーが減少していることがわかる。このうち、低エネルギー側の 3 本の吸収線に関しては、減少率が $12.0 \pm 1.0\%$ 、それに対して 7.3keV の吸収線は $5.6 \pm 2.4\%$ である。低エネルギー側 3 本の吸収線と 7.3keV の吸収線を用いて X 線エネルギーの減少率を求めると $11.0 \pm 1.0\%$ となる。

Pounds & Page(2006) によれば、2001 年観測時のアウトフローの速度は 0.13-0.15c である。1) ひとつの解釈は、このアウトフローの速度が 2005 年には減少したというものである。2) もうひとつの解釈は、吸収体の電離度が下がり、吸収に効くイオンのエネルギーが低下したという考えとなる。

6.2.1 アウトフローの速度が下がった場合

Pounds & Page によると (2001 年 6 月の観測) でのアウトフロー速度は 0.13c-0.15c である。2001 年から 2005 年の間のアウトフローの速度が 0.04c に減速したとすると、Si、S のエネルギーに対する観測結果は説明できるが、Ne に対しては青方偏移して速度が 0.04c となった場合のラインのエネルギーと今回得られたエネルギーが一致せず、説明出来ない。2 回の観測の間には、ほぼ 4.5 年の間隔があるが、0.14c の一定速度で吸収体が飛翔したとすると、達する距離は 0.2pc と計算される。当初の吸収体の距離、密度に関しては一意的には決められないが、Pounds et al.(2003) に従って 3×10^{15} cm、 3×10^8 cm^{-3} と仮定し、吸収体が一定の厚みを保ったままひろがっていくと仮定すると、4.5 年間の間に吸収の柱密度は 5×10^{23} cm^{-2} から 1.3×10^{19} cm^{-2} にまで減少する。同じオーダーの等価幅をつくるのは難しいだろう。

従って、アウトフローは連続的あるいは 4.5 年より十分短い時間間隔で断続的に継続しているにもかかわらず、前回は 0.13-0.15c、今回は 0.04c と条件が変化したことになる。2001 年を基準にす

ると、2005年の観測のX線光度は1.3倍程度である。アウトフローのメカニズム自体に定説がないものの、例えば、中心からの光の圧力だけにその原因を求める単純なモデルでは説明は難しいと考えられる。

6.2.2 電離度が下がった場合

図 6.8 に Pounds et al.[47]、Pounds & Page[54] に同定された元素を示す。ただし、今回すざくの観測で検出された吸収線に近いエネルギーの吸収線に関してのみ記す。また、図 6.9 に Ne、Si、S、Fe のエネルギーリストを示す。Pounds et al.、Pounds & Page で表 6.7 に示した吸収線に同定された元素を図 6.9 の各元素の最初に示してある。今回検出された吸収線のエネルギーは Pounds et al.[46]、Pounds & Page[54] の結果より、 $11.0 \pm 1.0\%$ エネルギーが下がっていたので、表 6.8 に示した同定されたラインのエネルギーより $11.0 \pm 1.0\%$ 下がったラインは、Ne 以外すべて中性のラインのエネルギー以下になり、アウトフローの速度は変わらずに吸収線の電離度が 2001 年のときと比べて下がったという解釈は Ne 以外のラインに対しては適用できないことが分かる。

表 6.8: 2001 年の XMM-Newton の観測で検出された吸収線と同定されたライン。回すざくの観測で検出された吸収線に近いエネルギーの吸収線に関してのみ記す。検出された吸収線は $z=0.0809$ のソースの静止座標系でのエネルギーで記してある。

検出された吸収線	同定されたライン	同定されたラインのエネルギー
1.16 ± 0.05	Ne x Ly α	1.022
2.16 ± 0.02	Si XIII 1s-2p	1.866
2.84 ± 0.06	S XV 1s-2p	2.460
7.59 ± 0.03	Fe XXVI Ly α	6.96
8.70 ± 0.08	Fe XXV 1s-3p	7.88

表 6.9: Ne, Si, S, Fe のエネルギーリスト。

Line	state	E (keV)	Label
Ne x		1.0215	Ly α 1
Ne x		1.0220	Ly α 2
Ne IX	w	0.9220	Resonance
Ne IX	?	0.9148	Intercombination
Ne IX	z	0.9051	Forbidden
Ne I		0.8486	K α 1
Ne I		0.8486	K α 2
Si XIV		2.0043	Ly α 1
Si XIV		2.0061	Ly α 2
Si XIII	w	1.8650	Resonance
Si XIII	x	1.8547	Intercombination
Si XIII	y	1.8538	Intercombination
Si XIII	z	1.8395	Forbidden
Si I		1.73998	K α 1
Si I		1.73938	K α 2
S XVI	z	2.6197	Ly α 1
S XVI	z	2.6227	Ly α 2
S XV	w	2.4606	Resonance
S XV	x	2.4488	Intercombination
S XV	y	2.4472	Intercombination
S XV	z	2.4304	Forbidden
S I		2.30784	K α 1
S I		2.30664	K α 2
Fe XXVI	z	6.9772	Ly α 1
Fe XXVI	z	6.9560	Ly α 2
Fe XXV	w	6.7018	Resonance
Fe XXV	x	6.6834	Intercombination
Fe XXV	y	6.6690	Intercombination
Fe XXV	z	6.6383	Forbidden
Fe I		6.40384	K α 1
Fe I		6.39084	K α 2

6.2.3 第3の解釈

改めて、表 6.1 と表 6.9 を比較すると、低エネルギー側の 3 本のラインのエネルギーは Ne x, Si XIV, S XVI の Ly α のエネルギーに極めて近い (Ne x, S XVI は統計誤差の範囲で矛盾がない) ことがわかる。2001 年の時点で (Pounds & Page の同定によれば)、Si, S についてはヘリウム様のイオンの吸収が効いていたものが、今回 2005 年には水素様の吸収が効くように変わったことになる。今回の観測で得られた低エネルギー側の吸収線のエネルギーを Ne, Si, S の Ly α のエネルギーに同定するとアウトフローの速度は 0.02c となる。つまり、電離度が上昇したと同時にアウトフロー

の速度が 6000 km s^{-1} に減少したという描像が第3の可能性となり、今回の観測結果で最も妥当な解釈といえる。この場合、電離度が上昇するためにはイオン化パラメータ $L/(nr^2)$ が増加しなくてはならない。一方、加速減速のメカニズムは不明であるものの、速度が $0.04c$ である2005年の観測時の方が2001年の観測時に比べて中心からの距離 r が増大したと考えるのが自然だろう。X線光度 L は2001年から2005年の間に30%程度増加したものの、 r の増大を補償するためには数密度 n の減少が必要かもしれない。なお、アウトフローレートは

$$\dot{M} = 4\pi r^2 \rho v = 4\pi r^2 n m_H v \quad (2.1)$$

とかける。ここで n は吸収物質の数密度、 m_H は水素原子1個の質量である。この式からわかるように、上記の仮定が正しければ2001年の観測で $\sim 3M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ と見積もられていたアウトフローレートは2005年には、大きく減少したことになる。

このような議論をよりすすめていくためには、xstarなどの光電離プラズマコードを使った計算を行い、定量的な比較を行う必要がある。この点は今後の課題である。

第7章 まとめ

本論文のまとめについて述べる。

- 狭輝線セイファート 1 銀河 PG1211+143 をすざく衛星を用いて観測を行った。
- 2–10 keV の全観測時間の平均スペクトルを Power law(べき関数) でフィッティングを行ったところ、1 keV 以下に軟 X 線超過が検出された。2–10 keV のフラックスを求めたところ、 $3.6 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ となり、2004 年の観測 (Reeves et al. [50]) のときと比べて、約 1/2 倍暗くなっていた。また、観測時間中で最大約 2 倍の X 線変動が検出された。
- 1 keV の軟 X 線超過を多温度黒体放射モデルでフィットしたところ、降着円盤の最も内側の温度が $\sim 120 \text{ eV}$ となり、Pounds et al. [46]) の結果と同程度であった。この多温度黒体放射モデルと Power law モデルに銀河系内の吸収、PG1211+143 の銀河吸収、低エネルギー側のコンタミを考慮し、全観測時間の平均スペクトルのフィッティングを行ったところ、 $z=0.0809$ の静止座標系で $\sim 1 \text{ keV}$ に吸収線、 $\sim 6.4 \text{ keV}$ に Fe $K\alpha$ 、 $\sim 7 \text{ keV}$ 以下に吸収構造があることがわかった。
- $\sim 7 \text{ keV}$ 以下の吸収構造において、赤方偏移を考慮したガウシアンでフィッティングを行ったところ、 $7.5^{+0.7}_{-0.8}$ に吸収線があることが分かり、この結果は Pounds et al. [46] で得られた結果と誤差の範囲内で一致した。今回、検出された吸収線が 6.97 keV の FeXXVI $\text{Ly}\alpha$ とするとアウトフローの速度の上限値 (90%) が $< 0.16c$ となって、Pounds et al. (2003) の結果と一致する。
- 一方、 $\sim 7 \text{ keV}$ 以下の吸収構造において、赤方偏移を考慮した吸収端でフィットしたところ、エネルギーが $6.88^{+0.20}_{-0.12}$ になった。Kaspi et al. [40] の結果を見ると、吸収端のエネルギーが $z=0.0809$ の静止座標系で $7.27 \pm 0.11 \text{ keV}$ となり、今回の結果と一致しなかった。
- Reeves et al. [50] で検出された 4.56 keV 、 5.33 keV (静止系座標) の吸収線は、今回の観測では有意に検出されなかったので、等価幅の上限値 (90%) を求めた。 4.56 keV では $< 8 \text{ eV}$ 、 5.33 eV では $< 22 \text{ eV}$ となった。 4.56 keV の等価幅は Reeves et al. の結果と誤差の範囲内で一致したが、 5.33 keV の等価幅においては Reeves et al. の結果と一致しなかった。
- $\sim 1 \text{ keV}$ の吸収線について、 $0.4\text{--}0.5 \text{ keV}$ と $0.85\text{--}1.2 \text{ keV}$ のハードネス比を求めたところ、時間帯と共に $\sim 1 \text{ keV}$ の吸収線の等価幅が $92^{+51}_{-36} \text{ eV}$ 、 $38^{+13}_{-12} \text{ eV}$ 、 28^{+12}_{-7} eV となった。求めた等価幅に対応する時間帯の 2–10 keV のフラックスを求めたところ、それぞれ、 3.1 、 4.2 、 $3.5 (10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})$ となった。
- Pounds & Page [54] で検出された高電離した Ne、Mg、Si、S の吸収線について、また、Pounds et al. [46] で検出された高電離した吸収線が今回の観測でも検出されるか検証した。 $1.004^{+0.008}_{-0.010}$ 、 $1.96^{+0.02}_{-0.03} \text{ keV}$ 、 $2.56 \pm 0.06 \text{ keV}$ 、 7.28 ± 0.11 、 $8.59^{+0.11}_{-0.12} \text{ keV}$ に吸収線があることが分かった。 $8.59^{+0.11}_{-0.12} \text{ keV}$ は、Pounds et al. の結果と誤差の範囲内で一致したが、 $1.004^{+0.008}_{-0.010}$ 、

$1.96^{+0.02}_{-0.03}$ keV、 2.56 ± 0.06 keV、 7.28 ± 0.11 は、99.9%の信頼区間で Pounds & Page の結果と一致しないことが分かった。

- 2001 年の XMM-Newton 衛星の観測結果 (Pounds et al. [46]、Pounds & Page [54]) で検出された高電離した Ne、Si、S、Fe の吸収線のエネルギーが今回の結果で $11.0 \pm 1.0\%$ 下がって検出された。1) ひとつの解釈は、アウトフローの速度が 2001 年 (Pounds et al.、Pounds & Page) のときと比べて下がったというものである。2) もう一つの解釈は吸収体の電離度が 2001 年のときと比べて下がり吸収に効くイオンのエネルギーが低下したという考えとなる。1) の解釈ではアウトフローの速度は $0.04c$ となり、Si、S のエネルギーに対する観測結果は説明できるが、Ne に対しては説明出来ないことが分かった。また、2) の解釈で Ne 以外の Si、S、Fe の吸収線のエネルギーが $11.0 \pm 1.0\%$ 下がると Ne 以外すべて中性のラインのエネルギー以下となり、Ne 以外のラインに対しては適用できないことが分かった。
- 今回の観測で検出された低エネルギー側の 3 本のラインのエネルギーは Ne x, Si xiv, S xvi の Ly α のエネルギーに極めて近い (Ne x, S xvi は統計誤差の範囲で矛盾がない) ことが分かった。2001 年の時点で Si,S についてはヘリウム様のイオンの吸収が効いていたものが、今回 2005 年には水素様の吸収が効くように変わったことになる。Ne、Si、S の Ly α のエネルギーに同定するとアウトフローの速度は $0.02c$ となる。これより、電離度が上昇したと同時にアウトフローの速度が 6000 km s^{-1} に減少したという描像が第 3 の可能性となり、今回の観測結果で最も妥当な解釈であることが分かった。

謝辞

本論文の作成にあたり、たくさんの方々にお世話になり本当にありがとうございました。

林田清助教授には、XISの解析、天体の解析、本論文作成、学会発表の準備など大変お世話になりました。天体の解析では、宇宙物理学に無知な私に、一から丁寧に指導いただきました。また、学会発表、修士論文提出前には、休日にも関わらずご指導いただき、大変なご迷惑をおかけしました。さらには、私が使用しているコンピュータが不調になったときによく直して頂きました。本当にありがとうございました。常深博教授には、宇宙物理学等の研究に関することだけでなく、発表の仕方、文章の書き方など大変お世話になりました。また、M1の頃の課題であったMHI読み出し回路の評価試験で様々なアドバイスを頂き、本当にありがとうございました。今となっては本当に貴重な体験でした。宮田恵美助手には、MHI読み出し回路の評価試験で様々なアドバイスを頂きました。また、実験の基礎についてご指導頂き本当にありがとうございました。鳥居研一助手には、XISの解析についてご指導いただきました。また、学会の発表練習などで様々なご指導を頂きました。穴吹直久さんには、本論文の作成に全面的にご指導を頂きました。本論文の作成の他にも学振や学会、解析の全てにわたり相談や資料の手直しをして頂きました。特に、解析のやり方に無知であった私に基礎という基礎を全て教えて頂きました。また、本論文のテーマであるPG1211+143の解析を行うにあたって、お忙しい中何度もミーティングを開いて頂きまして、その度に様々なアドバイスを頂きました。大変に感謝しております。小澤秀樹さんには、M1の頃の実験、学会、会議、学振で様々なご指導を頂きました。特に回路についての基礎を分かりやすく教えて頂き本当にありがとうございました。また、会議の資料やレポートなどでお忙しい中夜通し手直しをして頂き本当に感謝しております。さらには、放射線ゼミを担当して頂き、放射線や検出器の基礎を教えてくださいました。並木雅章さんには、X線天体衛星ゼミを担当していただきました。天文学の基礎や解析のやり方、解析コマンドの使い方を分かりやすく教えてくださいました。

D2の勝田さん、田和さん、ノルベルトさんには解析コマンドの使い方や解析の基礎に関して丁寧に教えて頂きました。特に解析で分からないことは勝田さんによく質問をしました。解析コマンドやプログラミングに関しては田和さんによく質問をしました。丁寧に教えて頂き感謝しております。研究生の宮内さんにはXISの解析で丁寧に教えて頂き本当にありがとうございました。また雑談や相談事にもものって頂き感謝しております。D1の松浦さんにはM1の頃の実験で本当にお世話になりました。CCDの基礎など丁寧に教えて頂きありがとうございました。M1の中本君、長井君、青野君はゼミ等で共に勉強しました。特に長井君には、本論文の作成を手伝って頂いたことに感謝しております。引続き勝田さん、田和さん、ノルベルトさん、松浦さん、M1の方々、これからもよろしくお願ひします。同期の池上君、森本君、東樋口君、蓮池君、上村君、内田君にも修士生活で非常にお世話になりました。特に池上君、森本君、蓮池君とはよく食事をし、時々飲みに行ったりもしました。内田君とはこれからも一緒にの道ですが、他の池上君、森本君、東樋口君、蓮池君、上村君とは別々の道を歩むことになり、寂しいですが、またいつか集まって修士生活の思い出を語りあえたらいいなと思っています。

その他にも大勢の方にお世話になりました。この場を借りて御礼申し上げます。

修士2年間は様々な貴重な体験をさせて頂きました。今後の博士3年間も充実した生活が送れるようにしていきたいと思ひます。

関連図書

- [1] Schmidt, M., & Green, D. F. 1983, *ApJ*, 269, 352
- [2] Matthews, T. A., & Sandage, A. R. 1963, *ApJ*, 138, 30
- [3] Hewitt, A., & Burbidge, G. 1993, *ApJS*, 87, 451
- [4] Francis, P. J., et al. 1991, *ApJ*, 373, 465
- [5] Peterson, B. M. 1997, 'An introduction to active galactic nuclei' (Cambridge University Press: Cambridge)
- [6] Urry, C. M., & Padovani, P. 1995, *PASP*, 107, 803U
- [7] Davidson, M. K., & Kinman, T. D. 1978, *ApJ*, 225, 776
- [8] Osterbrock, D. E. & Pogge, R. W. 1985, *ApJ*, 297, 166
- [9] Pogge, 2000, astro-ph0005125
- [10] Fabian, A. C., 1998, 'in Theory of Black Hole Accretion Disks' p.123
- [11] Shakura, N. I., & Sunyaev R. A., 1973, *A&A*, 24, 337
- [12] Fabian, A. C., et al. 1994, *PASJ*, 46, L59
- [13] Halpern, J. P., 1984, *ApJ*, 281, 90
- [14] Kaastra, J. S., Mewe, R., Liedahl, D. A., Komossa, S., & Brinkman, A. C. 2000, *A&A*, 354, L83
- [15] Kaspi, S., Brandt, W. N., Netzer, H., et al. 2000, *ApJ*, 535, L17
- [16] Zdziarski, A. A., et al. 1990, *ApJ*, 363, L1
- [17] Done, C., & Fabian, A. C. 1989, *MNRAS*, 240, 81
- [18] Mushotzky, R. F., et al. 1995, *MNRAS*, 272, L9
- [19] Tanaka, Y., et al. 1995, *Nature*, 375, 659
- [20] 東海林 雅幸 修士論文 「Astro-E2 衛星搭載 XIS のデータ処理方法の最適化」 (大阪大学 2005)
- [21] 片山 晴善 修士論文 「ASTRO-E 衛星搭載 XIS の低エネルギー側の応答関数」 (大阪大学 2000)

- [22] Marshall W. Bautz and John A. Nousek and, et al., Science Instrument (SI) Calibration Report for the AXAF CCD Imaging Spectrometer (ACIS), Tech. report, Oct 1998, Draft Version Submission, Version 2.2 mit.
- [23] 宮内 智文 修士論文 「SUZAKU 衛星搭載 XIS の軌道上較正」 (大阪大学 2005)
- [24] 白庄司 貴之 修士論文 「X 線検出器の軟 X 線検出効率測定」 (大阪大学 2004)
- [25] 荏保 信 修士論文 「ASTRO-E 衛星搭載 XIS の検出効率測定」 (大阪大学 2000)
- [26] 科学衛星 Astro-E2 実験計画書 第 2 分冊 宇宙科学研究本部データセンター
- [27] 山口 弘悦 修士論文 「Astro-E2 衛星搭載 XIS 裏面照射型 (BI) チップの性能評価および応答関数の作成」 (京都大学 2004)
- [28] 穴吹 直久 ポスター 「地球大気蛍光 X 線を利用した「すざく」衛星搭載 XIS のコンタミ調査」 (2006 日本天文学会秋季大会)
- [29] Marziani, P., Sulentic, J. W., Dultzin-Hacyan, D., Calvani, M., & Moles, M. 1996, ApJS, 104, 37
- [30] Bechtold J. et al., 1987, ApJ, 314, 699
- [31] Czerny B., Nikolajuk M., Różańska A., Dumont A.-M., Loska Z., Zycki P. T., 2003, A&A, 412, 317
- [32] Saxton R. D. et al., 1993, MNRAS, 262, 63
- [33] Yaqoob T. et al., 1994, PASJ, 46, L173
- [34] 宇宙科学研究本部 (ISAS) すざくホームページ
<http://www.astro.isas.ac.jp/suzaku/>
- [35] 「すざく」ファーストステップガイド 第 2.04 版 「すざく」ヘルプデスク
- [36] The Suzaku Technical Description Version: October, 2006
- [37] Edelson et al. 1988, ApJ, 333, 646
- [38] Edelson et al. 2002, ApJ, 568, 610
- [39] Kaspi et al. 2000, ApJ, 533, 631
- [40] Kaspi et al. 2006, ApJ, 636, 674
- [41] Gallo et al. 2004, MNRAS, 347, 26
- [42] Leighly et al. 1999, ApJS, 125, 297
- [43] Markowitz et al. 2003, ApJ, 598, 935
- [44] Nikolajuk et al. 2006, MNRAS, 370, 1534
- [45] Ogawara et al. 1977, Nature, 270, 154

- [46] Pounds et al.2003,MNRAS,345,705
- [47] Pounds,K.A.,et al.2005,MNRAS,356,1599
- [48] Pounds,K.A.,& Reeves,J.N.2007,MNRAS,374,823
- [49] Reeves et al.1997,MNRAS,292,468
- [50] Reeves et al.2005,ApJ,633,L81
- [51] Vaughan et al.2003,MNRAS,000,1
- [52] White et al.1994,PASP,106,897
- [53] Yaqoob et al.1997,ApJ,490,L25
- [54] Pounds,K.A.,& Page,K.L.2006,MNRAS,372,1275
- [55] 小田 稔 著 「宇宙線」 裳華房