

修士論文

すざく衛星によるセイファート銀河の広帯域
X線スペクトル変化と鉄輝線構造の研究

東京大学大学院 理学系研究科 天文学専攻 修士課程

学籍番号 35-106119

iso@astro.isas.jaxa.jp

磯 直樹

指導教員 海老沢 研 教授

2012年3月14日

概要

X 線天文衛星「あすか」は、セイファート銀河 MCG-6-30-15 の X 線スペクトルから、一般相対論的な効果を受けて広がった鉄輝線と解釈できる構造を検出し、まさしくそれがブラックホール (BH) の存在の証拠であるとして注目を集めた。そのようなスペクトル構造は、他のセイファート銀河や系内 BH 連星系からも観測されている

しかし、広がった鉄輝線スペクトルの形状は、連続成分のモデルに大きく依存し、光電離した吸収体による複雑な吸収成分の効果も考慮しなければならない。また、相対論的に広がった鉄輝線モデルは、スペクトルの形を再現することには成功しているが、パラメータの自由度が大きく、本質的な物理変化を理解するのが難しい。

一方 Miyakawa et al. (2011) は、MCG-6-30-15 のスペクトル変化を説明するために、電離した光学的に厚い吸収物質が視線上の X 線源を部分的に覆い隠すという「Variable Partial Covering (VPC) モデル」を提案している。このモデルは、X 線源からの直接成分、電離吸収成分、遠方からの反射積分、それに伴う細い鉄輝線から構成され、厚い電離吸収体の鉄吸収端が「広がったように見える鉄輝線構造」を説明する。彼らは、X 線天文衛星「すざく」で観測された MCG-6-30-15 の広帯域スペクトルを VPC モデルで再現し、そのスペクトル変動を、BH からの X 線を電離吸収体がどれだけの割合で隠しているかという「カバーリングファクター」の変化だけで説明することに成功した。

VPC モデルが他の「広がったように見える鉄輝線構造」を持つセイファート銀河や BH 連星にどこまで適用可能かを調べることは、重要な課題である。本研究では、「すざく」が観測したセイファート銀河 50 観測 27 天体を対象として、その広帯域スペクトルと強度変動が、MCG-6-30-15 と同様に VPC モデルで説明できるかどうかの検証を行った。その結果、22 天体のスペクトル変動が「カバーリングファクター」の変化だけで説明でき、電離吸収体による部分吸収がセイファート銀河の普遍的な現象であることが分かった。

目次

第 1 章	序論	1
第 2 章	レビュー	3
2.1	活動銀河核 (AGN)	4
2.1.1	AGN の発見	4
2.1.2	降着円盤	4
2.1.3	エディントン光度とブラックホール質量	5
2.1.4	AGN の種族分類	6
2.2	セイファート銀河の X 線スペクトル	8
2.2.1	軟 X 線超過 (soft excess)	9
2.2.2	べき関数 (power-law) 型成分	9
2.2.3	鉄輝線を含む反射成分または部分吸収成分	10
2.2.4	複雑な吸収 (warm absorber)	11
2.3	広がった鉄輝線構造	12
2.3.1	広がった鉄輝線構造の発見	12
2.3.2	広がった鉄輝線構造の時間変動	14
2.4	Variable Partial Covering モデル	16
2.4.1	3つの電離吸収体	16
2.4.2	スペクトル成分	18
2.4.3	Variable Partial Covering モデル	18
2.4.4	本研究の目的	20
第 3 章	観測装置	23
3.1	X 線天文衛星すざく	24
3.2	X 線望遠鏡 (XRT)	25
3.3	X 線 CCD カメラ (XIS)	27
3.4	硬 X 線検出器 (HXD)	28
第 4 章	観測データ	31
4.1	観測ターゲットの選別	32
4.2	観測データの選別	32

第 5 章	解析と結果	37
5.1	解析	38
5.2	時間平均スペクトル	38
5.3	強度別スライススペクトル	48
5.4	時系列スライススペクトル	56
第 6 章	議論	65
6.1	広がった鉄輝線構造の解釈	66
6.2	電離吸収体の構造	66
6.3	Broad Line Region のパラメータ	68
第 7 章	結論	73
	参考文献	74
	謝辞	79

目次

2.1	キューサーの典型的な可視スペクトル	7
2.2	セイファート銀河の可視スペクトル	8
2.3	AGN の統一モデル	9
2.4	セイファート銀河の典型的な X 線スペクトルモデル	10
2.5	AGN X 線スペクトルの反射成分のモンテカルロシミュレーション結果	11
2.6	Chandra 衛星グレーティング観測による NGC 5548 の吸収線スペクトル	11
2.7	EXOSAT 衛星で観測された Cyg X-1 の X 線スペクトル	13
2.8	降着円盤から出る鉄輝線スペクトルの形状	13
2.9	ぎんがとあすかによる Cyg X-1 の X 線スペクトル	14
2.10	MCG -6-30-15 の鉄輝線スペクトル付近の形状	14
2.11	Warm absorber モデル	15
2.12	MCG -6-30-15 の RMS スペクトル	15
2.13	Light bending モデル	16
2.14	すざくによる MCG -6-30-15 の時間平均スペクトルに対する Variabl Partial Covering モデルのフィット	17
2.15	直接成分と部分吸収成分の逆相関関係	18
2.16	電離吸収体の水素柱密度とカバーリングファクターの相関関係	18
2.17	すざくによる MCG -6-30-15 の強度別スライススペクトルに対する Variabl Partial Covering モデルのフィット	21
2.18	すざくによる MCG -6-30-15 の RMS スペクトルに対する Variabl Partial Covering モ デルのフィット	21
2.19	Variabl Partial Covering モデルの描像と部分吸収体の構造	22
2.20	Variable Partial Covering モデルの部分吸収項の関数	22
3.1	すざく衛星の概観	24
3.2	すざく衛星搭載 X 線望遠鏡の概観	26
3.3	すざく衛星搭載 X 線望遠鏡の性能	26
3.4	すざく衛星搭載 X 線 CCD カメラ (XIS) の外観図	27
3.5	すざく衛星搭載 X 線 CCD カメラ (XIS) の量子効率	28
3.6	すざく衛星搭載 X 線 CCD カメラ (XIS) の概略図	28
3.7	すざく衛星搭載硬 X 線検出器 (HXD) の外観	29

3.8	すざく衛星搭載硬 X 線検出器 (HXD) の Well ユニットの断面図	30
3.9	すざく衛星搭載硬 X 線検出器 (HXD) の応答関数	30
3.10	すざく衛星搭載硬 X 線検出器 (HXD) の有効面積	30
5.1	すざくによる 0.2–12 keV のライトカーブ (1)	39
5.1	すざくによる 0.2–12 keV のライトカーブ (2)	40
5.1	すざくによる 0.2–12 keV のライトカーブ (3)	41
5.1	すざくによる 0.2–12 keV のライトカーブ (4)	42
5.2	時間平均スペクトルに対する Variable Partial Covering モデルのフィット (1)	43
5.2	時間平均スペクトルに対する Variable Partial Covering モデルのフィット (2)	44
5.2	時間平均スペクトルに対する Variable Partial Covering モデルのフィット (3)	45
5.3	強度別スライススペクトルに対する Variable Partial Covering モデルのフィット (1)	49
5.3	強度別スライススペクトルに対する Variable Partial Covering モデルのフィット (2)	50
5.3	強度別スライススペクトルに対する Variable Partial Covering モデルのフィット (3)	51
5.4	カバーリングファクター α の時系列変化とライトカーブとの比較 (1)	57
5.4	カバーリングファクター α の時系列変化とライトカーブとの比較 (2)	58
5.4	カバーリングファクター α の時系列変化とライトカーブとの比較 (3)	59
5.5	NGC 5548 におけるカバーリングファクター α の時系列変化とライトカーブとの比較	60
5.6	Root Mean Square スペクトル (1)	61
5.6	Root Mean Square スペクトル (2)	62
5.6	Root Mean Square スペクトル (3)	63
6.1	Variable Partial Covering モデルによる電離吸収体の構造	67
6.2	AGN のパラメータと各電離吸収体グループにおける天体数の分布	69

表目次

3.1	すざく衛星の基本性能	25
4.1	解析に使用した天体の観測ログ	33
4.1	解析に使用した天体の観測ログ	34
4.1	解析に使用した天体の観測ログ	35
5.1	時間平均スペクトルに対する Variable Partial Covering モデルフィットのパラメータ	46
5.1	時間平均スペクトルに対する Variable Partial Covering モデルフィットのパラメータ	47
5.2	強度別スライススペクトルに対する Variable Partial Covering モデルフィットのパラメータ	52
5.2	強度別スライススペクトルに対する Variable Partial Covering モデルフィットのパラメータ	53
5.2	強度別スライススペクトルに対する Variable Partial Covering モデルフィットのパラメータ	54
5.2	強度別スライススペクトルに対する Variable Partial Covering モデルフィットのパラメータ	55
6.1	電離吸収体による天体のグループ分け	66
6.2	Broad Line Region のパラメータ	70
6.2	Broad Line Region のパラメータ	71
6.2	Broad Line Region のパラメータ	72

第1章

序論

ブラックホール (BH) の概念は、ニュートン力学に基づき、「まわりのすべてのものを吸い込み光さえ出さない天体」として、18 世紀末にマイケルやラプラスによって提唱された。その後、1915 年にアインシュタインによって発表された一般相対性理論によって、BH の存在は数学的に予言されることになる。シュバルツシルトは、アインシュタイン方程式の解の一つとして、中心にのみ質量が存在し、球対称で時間変化のない時空というシュバルツシルト解を求めた。シュバルツシルト解によると、ある半径より内側からは光さえも出られないことがわかり、この半径を「シュバルツシルト半径」、この半径をもつ球面を事象の地平面 (シュバルツシルト面) と呼ぶ。こうして 20 世紀前半には BH の描像が確立され始めた。

Oppenheimer & Snyder (1939) は、それまでは数学的な解でしかなかった BH が、星の進化の最終段階で物理的に形成されることを示した。BH はまわりの物質を降着し、その降着物質が重力エネルギーを解放することで光を放射している。降着物質は非常に高温になるため、そこからの黒体放射スペクトルのピークは X 線帯域に現れる。X 線は地球の大気によって吸収されてしまうので、観測するためには人工衛星などの飛翔体を用いる。1970 年代に入ると、X 線天文学の発展に伴い、多くの BH 候補天体が発見されることになる。日本からは 1979 年に打ち上げられた「はくちょう」を初め、「てんま」、「ぎんが」、「あすか」、「すざく」の計 5 機の X 線天文衛星が打ち上げられている。その中で現在稼働している「すざく」は、0.2–600 keV の広帯域で高感度のスペクトルを得られるという特徴がある。BH からの放射は多くのスペクトル成分の重ね合わせであるため、それらを分解できる「すざく」による観測が適している。

今までに発見された BH 候補天体は、質量が $10^4\text{--}9M_{\odot}$ の大質量 BH と $3\text{--}10M_{\odot}$ の恒星質量 BH に分類される。大質量 BH は銀河の中心核に存在し、そこに質量が降着することで、ごく狭い中心領域から通常の銀河に匹敵するほどの光度を放つ AGN (Active Galactic Nuclei) になる。大質量 BH は、その強い重力場から一般相対論の効果を観測的に検証する場として期待される。Tanaka et al. (1995) は、「あすか」でセイファート I 型銀河 MCG-6-30-15 を観測し、低エネルギー側にずれた幅の広い鉄輝線を検出し、それを BH の存在の証拠である重力赤方偏移と解釈して注目を集めた。

しかし、鉄輝線の構造は連続成分のモデルに大きく依存し、特に光電離した吸収体による複雑なスペクトル成分の効果も考慮する必要がある。また、相対論的に広がった鉄輝線モデルはスペクトルの形を再現することには成功しているが、パラメータの自由度が高く、本質的な物理変化を理解することが難しい。

そのような状況をうけて、Miyakawa (2010) は MCG-6-30-15 のスペクトル変化を最小限のパラメータで説明する「Variable Partial Covering モデル」を考案した。このモデルでは広がった鉄輝線構造を、電離した厚い物質による吸収スペクトルの鉄吸収端構造として解釈するため、相対論的に広がった鉄輝線は必要としない。本研究では、「すざく」が観測したセイファート銀河の広帯域スペクトルと強度変化に対してこのモデルでどこまで適用可能かを検証する。

第 2 章

レビュー

本章では、活動銀河核 (Active Galactic Nuclei, AGN) について概要を述べる。まず、2.1 節で AGN の発見と分類について述べ、次に、2.2 節で AGN の X 線スペクトルの特徴を述べる。2.3 節では本研究の動機となった、広がったように見える鉄輝線構造の概要を述べ、2.4 節で本研究で用いるスペクトルモデルを紹介する。

Contents

2.1	活動銀河核 (AGN)	4
2.1.1	AGN の発見	4
2.1.2	降着円盤	4
2.1.3	エディントン光度とブラックホール質量	5
2.1.4	AGN の種族分類	6
2.2	セイファート銀河の X 線スペクトル	8
2.2.1	軟 X 線超過 (soft excess)	9
2.2.2	べき関数 (power-law) 型成分	9
2.2.3	鉄輝線を含む反射成分または部分吸収成分	10
2.2.4	複雑な吸収 (warm absorber)	11
2.3	広がった鉄輝線構造	12
2.3.1	広がった鉄輝線構造の発見	12
2.3.2	広がった鉄輝線構造の時間変動	14
2.4	Variable Partial Covering モデル	16
2.4.1	3 つの電離吸収体	16
2.4.2	スペクトル成分	18
2.4.3	Variable Partial Covering モデル	18
2.4.4	本研究の目的	20

2.1 活動銀河核 (AGN)

数多くある銀河のうち、数%の割合で、中心部のごく狭い領域から、銀河全体の光度 ($\sim 10^{42-47} \text{ erg s}^{-1}$) に匹敵するエネルギーを放射している天体が存在する。これらの天体を活動銀河、特にその中心領域を活動銀河核 (Active Galactic Nuclei, AGN) と呼んでいる。そこには、質量が $10^{4-9} M_{\odot}$ の大質量ブラックホール (BH) があると考えられている。

AGN の放射エネルギースペクトルは、一般的に電波から X 線までの広い波長域に及び、その形態、光度、距離などによって様々な分類が存在する。本節では AGN の概要について述べる。

2.1.1 AGN の発見

Fath は NGC 1068 の可視スペクトルに強い輝線が見られることを発見した (Fath 1909)。これが AGN の最初の観測である。その後、Carl Seyfert によって系統的に AGN が研究され (Seyfert 1943)、(1) 中心に明るい核を持つ銀河が存在すること、(2) それらの銀河の可視スペクトル中に、高電離イオンからの輝線が見られること、(3) 輝線が有意な広がりをもっていること、を発見した。これらの特徴を持つ銀河は「セイファート銀河」と呼ばれている。

1950 年代後半、精度の高い電波望遠鏡の登場によって、多くの電波源と可視光天体との同定がなされるようになった。最初に実施された大規模な電波サーベイ (the third Cambridge catalog, 3C カタログ) は、178 MHz で 9 Jy よりも明るい電波源を、およそ 500 個含む。これらの電波源から、セイファート銀河と似たスペクトルをもつ天体も発見された。一方、光学同定の過程の中で、元素特定できない広がった輝線をもち、吸収線がないスペクトル構造をもつ、青白い恒星状の奇妙な天体 (3C 48, 3C 273) が発見された (Matthews & Sandage 1963)。

その後、Schmidt (1963) によって、3C 273 の可視スペクトル中の輝線が、 $z = 0.158$ という大きな赤方偏移を受けた水素の輝線であることが同定された。さらに、3C 48 も、 $z = 0.368$ と赤方偏移の大きい銀河であることがわかった (Greenstein & Matthews 1963)。ハッブルの法則によれば、赤方偏移の大きい天体は宇宙論的に遠距離に存在し、その絶対等級は通常の銀河に比べて 2-3 桁も大きいことになる。このような天体は「quasi-stellar radio source」や「quasar」と呼ばれる。現在では、様々な種類、距離の AGN があることがわかっており、多くの AGN がカタログ化されている。

2.1.2 降着円盤

BH は、周辺の物質が降着することによって重力エネルギーを解放し、電磁波を放射している。一般的に、降着する物質は角運動量を持っており、BH の周りを回転しながらゆっくりと落ちていく。降着する回転ガスが作る円盤を降着円盤といい、円盤内の物質は粘性により角運動量を失い、重力エネルギーを解放することで放射がなされる。

降着円盤の描像は 1950 年代から考えられるようになり、1970 年代に Shakura と Sunyaev によって、その基本的な理論モデルが完成した。彼らは、ガス降着に伴って解放された重力エネルギーが効率よく熱エネルギーに変換されるという「標準円盤モデル」を提唱した (Shakura & Sunyaev 1973)。

標準円盤モデルは、(1) 降着円盤は軸対象、(2) 円盤上のガスはケプラー回転しており、動径方向の速度

は回転方向の速度に比べて十分小さい ($v_r \ll v_\phi$)、(3) 円盤は黒体放射する、(4) 質量降着率 \dot{M} が一定である、(5) 円盤の形状は幾何学的に薄い (円盤の厚み H が半径 r に対して $H/r \ll 1$ である)、(6) 円盤は光学的に厚い、(7) ガスの粘り気を表す粘性テンソル $t_{r\phi}$ が圧力に比例する ($t_{r\phi} = -\alpha p$, $0 \leq \alpha \leq 1$)、という仮定のもと、基本方程式を解くことで導かれる。

以上の仮定とステファン・ボルツマンの法則から、エネルギーフラックスは

$$F \equiv \sigma T_{\text{eff}}^4 = \frac{3}{8\pi} \frac{GM\dot{M}}{r^3} \left(1 - \sqrt{\frac{r_{\text{in}}}{r}}\right) \quad (2.1)$$

と与えられる。ここで、 σ , T_{eff} , r_{in} はそれぞれ、ステファン・ボルツマン定数、円盤表面温度、円盤の内縁半径である。従って、円盤の表面温度は、

$$T_{\text{eff}} = \left[\frac{3}{8\pi} \frac{GM\dot{M}}{\sigma r^3} \left(1 - \sqrt{\frac{r_{\text{in}}}{r}}\right) \right]^{1/4} \quad (2.2)$$

と求められる。BH のごく近傍以外では、補正項が無視できるので、

$$T_{\text{eff}} = \left[\frac{3}{8\pi} \frac{GM\dot{M}}{\sigma r^3} \right]^{1/4} \propto r^{-3/4} \quad (2.3)$$

となる。式 (2.1) の左辺は放射冷却率、右辺は重力エネルギーの解放率を表し、重力エネルギーがすべて熱エネルギーに転化されることを示している。具体的に式 (2.3) を用いて計算すると、降着円盤内近傍において、BH の質量が $10M_\odot$ の場合は $T_{\text{eff}} \sim 10^8$ K、 10^8M_\odot の場合は $T_{\text{eff}} \sim 10^6$ K と求めることができる。

2.1.3 エディントン光度とブラックホール質量

物質が降着するためには、重力が輻射圧よりも大きい必要がある。この要請から、球対称な天体の光度には上限値が存在し、そ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、天体の重力と輻射圧による力がちょうど釣り合う光度である。

質量 M 、光度 L の水素原子から成る天体を考え、放射が等方的で球対称を仮定する。陽子と電子の質量の違いから、重力 F_g は、

$$F_g = \frac{GMm_p}{r^2} \quad (2.4)$$

となる。ここで m_p は陽子の質量である。一方、輻射圧 F_{rad} は、トムソン散乱 (光子と電子による散乱) を考えれば良い。光度が L なので、エネルギーフラックス f は、

$$f = \frac{L}{4\pi r^2} \quad (2.5)$$

で表され、運動量フラックスは、

$$\frac{f}{c} = \frac{L}{4\pi r^2 c} \quad (2.6)$$

となる。従って、水素原子に働く輻射圧 F_{rad} は、

$$\frac{\sigma_T}{c} f = \frac{\sigma_T L}{4\pi r^2 c} \quad (2.7)$$

と求められる。 σ_T はトムソン散乱断面積である。重力 F_g と輻射圧 F_{rad} が釣り合った場合の光度が、エディントン限界光度 L_{Edd} なので、

$$\frac{\sigma_T L_{Edd}}{4\pi r^2 c} = \frac{Gmm_p}{r^2} \quad (2.8)$$

$$L_{Edd} = \frac{4\pi c GMm_p}{\sigma_T} \sim 1.25 \times 10^{38} \left(\frac{M}{M_\odot} \right) [\text{erg s}^{-1}] \quad (2.9)$$

となる。この式から見てわかるように、エディントン限界光度は、天体の質量のみによって決まっている。

観測された AGN の光度 $10^{42-47} \text{ erg s}^{-1}$ と、上で導出したエディントン光度の比較から、中心 BH の質量はおおよそ $10^{4-9} M_\odot$ 程度と見積られる。しかし、実際には AGN のエディントン光度を常に観測しているわけではないので、大雑把な見積りではない。

2.1.4 AGN の種族分類

AGN から観測されるスペクトルは多様であり、それによって多くの種類に分類されている。ここでは AGN の代表例を説明する。

クェーサー

クェーサー (quasi-stellar radio source, quasar) は AGN の中で最も光度が高い ($L \sim 10^{44-48} \text{ erg s}^{-1}$) グループに分類される天体である。クェーサーは準恒星状天体 (Quasi-Stellar Object, QSO) とも呼ばれ、1963 年に恒星状の天体として発見されたことが由来となっている (Schmidt 1963)。クェーサーはスペクトルに各種元素の輝線が見られ (図 2.1)、そこから求まる赤方偏移は非常に大きな値を示すため、宇宙論的な遠距離にある AGN と考えられている。

最初に発見されたクェーサー 3C 48 は強い電波源 (Radio Loud QSO, RLQ) であったが、可視、紫外、X 線の観測で発見されたクェーサーは電波の弱いもの (Radio Quiet QSO, RQQ) がほとんどであった。このように、クェーサーは電波域の強弱によって大きく 2 種類に分類される。

ブレーザー

ブレーザー (blazar) は、Radio Loud である AGN のうち、広帯域で激しい時間変動と強い偏光を示す AGN である。ブレーザーの可視光スペクトルには輝線構造が見られず、非熱的なスペクトルを示す。相対論的ビーミング効果を考慮すると熱的な成分は隠れてしまい、観測者に指向するジェット放射成分が主な成分となるため、ブレーザーは AGN の中心から吹き出るジェットを真正面から観測している天体であると考えられている。ブレーザーの νF_ν スペクトルは、電波-可視光領域と γ 領域にピークな成分をもち、前者は相対論的な電子によるシンクロトロン放射、後者は同一電子がシンクロトロン光子もしくは他の外来光子を逆コンプトン散乱したものだと考えられる。

ブレーザーはさらに輝線構造が見られない BL Lac 天体と、可視光と電波領域で激しく変動する OVV (Optically Violent Variables) に分類される。

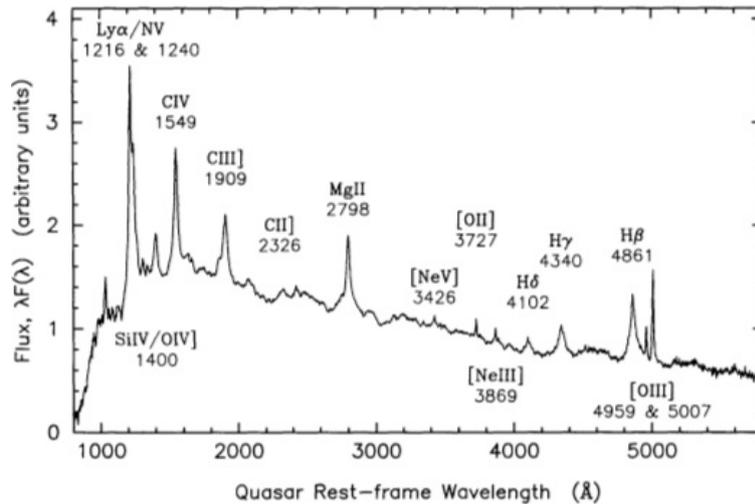


図 2.1 クェーサーの典型的な可視スペクトル (Francis et al. 1991)。スペクトルは 700 個以上のクェーサー個々のスペクトルを合成して得られたもの。横軸は赤方偏移の効果を補正し、クェーサーの静止系での波長で表示している。

電波銀河

クェーサーよりも光度が低く ($L \sim 10^{43-45} \text{ erg s}^{-1}$)、中心核から出るジェットが周囲のガスに衝突して電波ローブを作っている AGN を電波銀河という。母銀河は主に楕円銀河である。電波銀河は中心にほぼ点状の電波源 (コア) があり、そのコアから直線上の構造をした電波ジェットが、数 10 pc から時には数 Mpc も伸びている。電波ローブは、ジェットにより運搬されたエネルギーの吹き溜まりであり、対照的な 2 つ目玉構造をもち、そのスケールは $\sim 100 \text{ kpc}$ と銀河のスケール ($\sim 10 \text{ kpc}$) をはるかに超える。電波ローブからの電波は、ジェットが比較的密度が大きいガスに衝突した際に作られた電子によるシンクロトロン放射として観測される。

電波銀河は、電波以外の波長ではセイファート銀河とほぼ同じスペクトルを示す。また、観測される可視光輝線の幅によって、広輝線電波銀河 (Broad Line Radio Galaxy, BLRG) と狭輝線電波銀河 (Narrow Line Radio Galaxy, NLRG) に分類される。

セイファート銀河

セイファート銀河は、クェーサーよりも近傍 ($z < 0.1$) にあり、光度が低く電波放射の弱いものである。母銀河は主に渦巻き銀河である。セイファート銀河は可視光スペクトルによって大きく 2 つの分類があり、幅の広い輝線と狭い輝線の両方が観測されるものをセイファート I 型銀河と呼び、幅の狭い輝線しか観測されないものをセイファート II 型銀河と呼ぶ (図 2.2)。

この輝線の幅の違いは、見ている放射領域の違いであると考えられている。幅の広い輝線は、典型的な速度幅が $1000\text{--}10000 \text{ km s}^{-1}$ で、中心核から近く ($\leq 1 \text{ pc}$) 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。BLR に存在するガスは、中心 BH からの強い紫外線や X 線によって光電離を起こし輝線を放射している。また、輝線強度から、中心 BH をガス雲が一様に取り囲

んでいるのではなく、小さなガス雲が多数存在する状態にあると考えられている。一方、幅の狭い輝線は、中心核から 10–100 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。典型的な速度幅は $100\text{--}1000\text{ km s}^{-1}$ である。NLR のガス雲は極めて密度が薄いため、原子同士の衝突が非常にまれになり、許容線だけでなく禁制線も生じる。

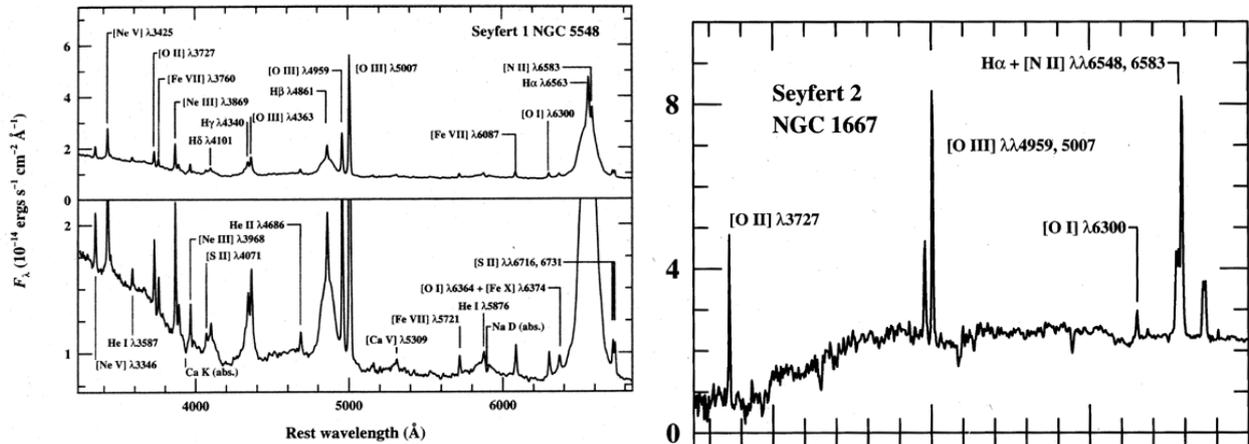


図 2.2 セイファート銀河の典型的な可視スペクトル (Peterson 1997)。(左) セイファート I 型銀河 NGC5548 の可視光スペクトル。下のパネルは上のパネルの拡大図。幅の広い輝線が見える。(右) セイファート II 型銀河 NGC1667 の可視光スペクトル。横軸、縦軸の単位は左と共通。セイファート I 型と比べて輝線の幅が狭い。

AGN の統一モデル

以上で述べたように、AGN は多種多様であるが、これらを統一的に捉えることが望ましい。ブレーザーを除く AGN のスペクトルからは、可視光や X 線領域で輝線が観測される。特に可視光領域では、BLR と NLR からの輝線により AGN を分類できる。これらの描像を統一的に理解するため、中心核を取り囲む光学的に厚いトーラスを見込む角度によって、AGN を統一的に説明するモデルが提案された (Antonucci & Miller 1985)。このモデルによると、AGN は本質的には同じものであり、BLR と NLR がともに見える角度から観測したものをセイファート I 型、BLR がトーラスによって見えない角度から観測したものをセイファート II 型、降着円盤に対して垂直方向に噴出しているジェットを直接観測しているものをブレーザーとしている。その様子を、図 2.3 に模式図で示す (Urry & Padovani 1995)。これまでのところ、この統一モデルと大きく矛盾するような観測はなされておらず、一般的に広く受け入れられている。しかし、吸収量の少ないセイファート II 型や、大きなスペクトル変動の発見など、従来のモデルではうまく説明がつかない観測結果が出ている。そのため、様々な AGN のスペクトルを詳細に解析し、BH 周辺のジオメトリや物理状態を解明し、統一モデルを修正する必要がある。

2.2 セイファート銀河の X 線スペクトル

ここでは、AGN の中で特にセイファート銀河の X 線スペクトルについて説明する。セイファート銀河の X 線スペクトルはいくつかの共通した特徴をもつ。図 2.4 に典型的なセイファート I 型の X 線スペク

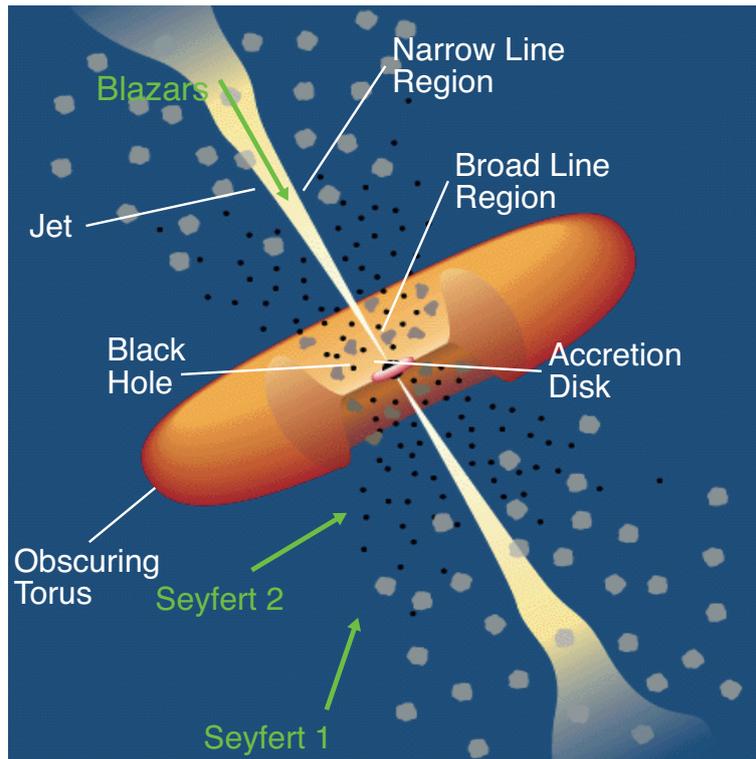


図 2.3 AGN の統一モデルの模式図 (Urry & Padovani 1995)。セイファート I 型、II 型、ブレイザーを観測する角度を矢印で示す。

トルモデルを示す。その主な構成要素は、軟 X 線超過、べき関数型 (PL) 成分、鉄輝線を含む反射成分であるが、これが唯一のモデルと言う訳ではない。観測されるスペクトルは、さらに、低エネルギー側で複雑な吸収を受けたものになる。以下では、それぞれの成分について詳細に述べる。

2.2.1 軟 X 線超過 (soft excess)

セイファート銀河のスペクトルを軟 X 線領域から硬 X 線領域まで PL でフィッティングすると、2 keV 以下に超過成分が見られることがある。この軟 X 線超過成分はしばしば、 ~ 0.1 keV 程度の黒体放射モデルや、その重ね合わせである多温度黒体放射モデルで再現されることが多い。しかし、標準降着円盤モデル (Shakura & Sunyaev 1973) から予想される温度と比較すると、フィッティング結果から得られる温度に比べて高すぎるという問題がある。従って、軟 X 線超過成分を黒体放射の重ね合わせと解釈することは難しく、その起源は未だに解明されていない。

2.2.2 べき関数 (power-law) 型成分

軟 X 線超過が無視できる > 2 keV では、カットオフ (折れ曲がり) をもつ、光子のエネルギー E のべき関数

$$A(E) = E^{-\Gamma} \exp(-E/E_c) \quad (2.10)$$

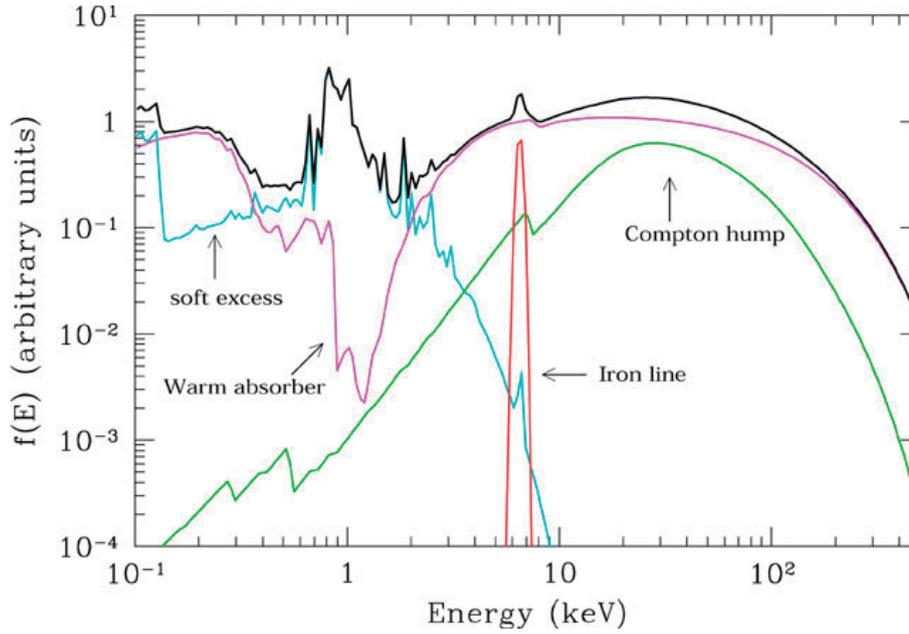


図 2.4 セイファート銀河の典型的な X 線スペクトルモデル (Risaliti & Elvis 2004)。(黒) 全成分の和。主な構成成分として、(水色) 軟 X 線超過、(ピンク) warm absorber による吸収を受けた連続成分、(赤) 鉄輝線、(緑) 降着円盤からの反射成分がある。

で近似されるスペクトルを示す。ここで、 Γ は光子指数、 E_c はカットオフエネルギーである。この連続成分は、降着円盤から放射された紫外線領域の光子が、円盤周辺の光学的に薄い高温プラズマによって、逆コンプトン散乱を受けたものだと考えられる。そのため、光子はプラズマの温度以上にならず、あるエネルギー E_c にカットオフを示すようになる。

電子温度 T_e の非相対論的なプラズマ中において、始状態のエネルギー $E_{initial}$ の光子が一回コンプトン散乱した後には得るエネルギーは、 $\Delta E/E_{initial} \approx 4kT_e/m_e c^2$ である。ここで、 k はボルツマン定数、 m_e は電子の質量である。従って、光子が電子により N 回散乱すると、平均的な光子の状態エネルギー E_{final} は、 $E_{final} \sim E_{initial} \times \exp\{N \times (4kT_e/m_e c^2)\}$ で与えられる。このとき、光学的深さを τ とすると、散乱回数 N はおよそ $\max(\tau, \tau^2)$ で表される。exponential の肩の部分、コンプトンの y パラメータ

$$y \equiv \max(\tau, \tau^2) \times (4kT_e/m_e c^2) \quad (2.11)$$

で定義すると、 $E_{final} \sim E_{initial} \times \exp(y)$ となる。 $y > 1$ の場合、光子の平均エネルギーは $\exp(y)$ 倍ずつ増加する。一方、 $y \gg 1$ の場合、電子の熱エネルギーまで達する。光子指数 Γ は、

$$\Gamma = -1/2 + \sqrt{9/4 + 4/y} \quad (2.12)$$

で与えられる。

2.2.3 鉄輝線を含む反射成分または部分吸収成分

セイファート銀河から観測される放射には、直接観測される 1 次放射 (2.2.2 節) の他に、BH 周辺の物質と相互作用してから届く 2 次放射がある。この 2 次放射は、反射成分、または部分吸収成分と考えられ

る (Matsuoka et al. 1990)。反射成分は、1 次放射が光学的に厚く冷たい物質に入射し、物質内でコンプトン散乱されて放射する。散乱の確率は光子のエネルギーに依存せずトムソン散乱の断面積でほぼ決まる。また、部分吸収成分は、1 次放射の一部が光電吸収されたもので、その確率はエネルギーに大きく依存するため、低エネルギー側で吸収されやすくなる。その結果、2 次放射成分は 20–40 keV に「Compton hump」と呼ばれるピークを持つと同時に、 ~ 7.1 keV に鉄の吸収端を示す (図 2.4 緑線)。

光電吸収が起きているということは、鉄吸収端に対応する蛍光輝線も発生する。X 線帯域では特に鉄の $K\alpha$ 輝線 (~ 6.4 keV) が見られる (図 2.4 赤線)。これは、蛍光収率は原子番号が大きい方が高いこと、鉄の存在比が大きいことに起因する。図 2.5 に、中性、一様密度、半無限分布をもつ物質からの 2 次放射成分をシュミレーションした結果を示す (Reynolds 1996)。他の元素に比べて鉄輝線の強度が強く、 ~ 20 keV あたりに Compton hump が見られる。

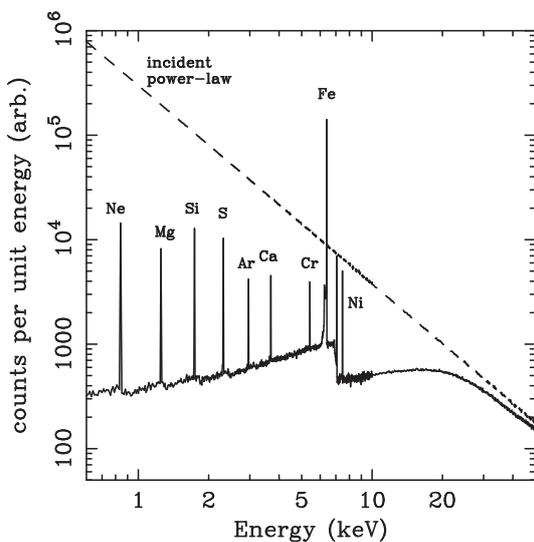


図 2.5 反射成分のモンテカルロシュミレーション結果 (Reynolds 1996)。(実線) 反射成分のスペクトル。(点線) 直接観測される PL 成分。

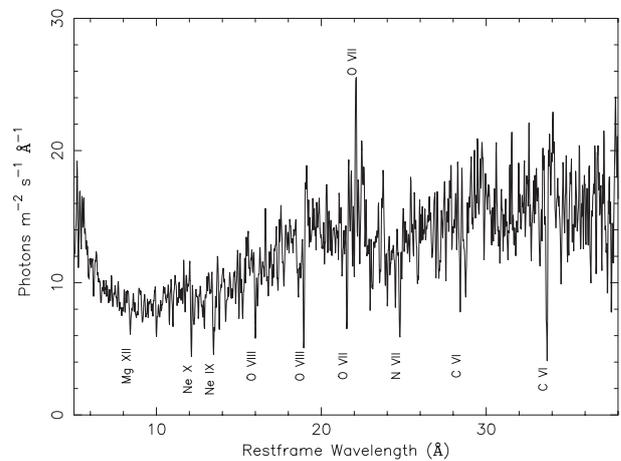


図 2.6 Chandra 衛星グレーティング観測による NGC 5548 のスペクトル (Kaastra et al. 2000)。

2.2.4 複雑な吸収 (warm absorber)

AGN のスペクトルは、主に前項までに述べた 3 成分の和で表されるが、低エネルギー側ではさらに複雑な吸収を受ける。この吸収は、視線にある電離した吸収体 (warm absorber) によるものである。Halpern (1984) は Einstein 衛星で QSO 2251–178 を観測し、初めて電離吸収体の存在を報告した。その後、あすか衛星によって多数のセイファート銀河が観測され、そのうちの $\sim 50\%$ に電離吸収が見られた (Reynolds 1997)。

高エネルギー分解能の観測から、軟 X 線帯域で多くの電離吸収線が見られること (図 2.6)、吸収体は AGN 近傍にあり高階電離した元素の集合体であること、 $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$ の速度で青方偏移していることなど明らかになっている。これは、電離ガスが BH 近傍から流出していることを示唆する。電離ガスの電離状態は、電離パラメータ ξ で表され、

$$\xi = \frac{L}{nr^2} \text{ [erg cm s}^{-1}\text{]} \quad (2.13)$$

で与えられる。ここで、 L は天体の光度、 n は吸収体の水素原子数密度、 r は吸収体と天体間の距離を表す。

2.3 広がった鉄輝線構造

2.3.1 広がった鉄輝線構造の発見

EXOSAT 衛星は、銀河系 BH 内連星 Cyg X-1 から、広がったように見える 6.4 keV の鉄輝線を検出した (Barr et al. 1985, 図 2.7)。輝線が BH から遠い部分から出ている場合、ケプラー回転による縦ドップラーシフトのみのが効き、輝線は静止周波数に対して左右対称に歪められる (図 2.8 1 段目)。また、輝線がより円盤の内側から出る場合、横ドップラーシフトと相対論的ビーミングが効くようになり、輝線スペクトルは全体的に低周波数側へシフトしていき、回転運動により観測者から遠ざかる低周波数側では弱く、観測者に近づく高周波数側では強くなる (図 2.8 2 段目)。さらに BH のごく近傍から出る場合は、重力赤方偏移の効果も加わり、輝線スペクトル全体で低周波数側へシフトする (図 2.8 3 段目)。Fabian et al. (1989; 2002) は、広がったように見える鉄輝線構造を説明するモデルとして、これら 3 つの効果を組み合わせた「disk line」を提案した (図 2.8 4 段目)。

一方、 ~ 30 keV まで感度をもつぎんが衛星が Cyg X-1 を観測すると、スペクトルの 10 keV 以上に降着円盤からの反射成分と解釈できる成分を検出した (Inoue 1989)。また、X 線 CCD カメラを搭載したあすか衛星によって、広がった鉄輝線構造から細い鉄輝線が分解された (Ebisawa et al. 1996)。実際に、Cyg X-1 のスペクトルは「disk line」のような広がった鉄輝線は必要せず、反射成分と細い鉄輝線によって説明することができた (Ebisawa et al. 1996, 図 2.9)。

広がったように見える鉄輝線構造は、セイファート銀河からも見つかっている。その代表天体がセイファート I 型銀河 MCG-6-30-15 である (Tanaka et al. 1995)。あすか衛星が観測した MCG-6-30-15 の鉄輝線スペクトルプロファイル (図 2.10) は、相対論的な効果により広がった鉄輝線と解釈できるものだった。Nandra et al. (1997) は、あすか衛星で観測された 18 個のセイファート I 型銀河のスペクトルを解析し、そのうち 14 天体が平均 $1\sigma = 0.43 \pm 0.12$ keV のガウス関数的な広がりをもつ鉄輝線を示すことを報告した。

しかし、Page et al. (2004) が XMM-Newton 衛星が観測した 53 個のセイファート I 型銀河を系統的に解析したところ、40 天体が細い鉄輝線構造 ($\sigma \leq 0.1$ keV) をもち、広がった鉄輝線構造 ($\sigma \geq 0.1$ keV) を示したものは 13 天体のみであった。彼らは、「disk line」的な構造は一般的な特徴ではないが、6.4 keV の細い鉄輝線は共通した特徴であると報告した。さらに、Yaqoob et al. (2004) が、より優れたエネルギー分解能を持つ Chandra High Energy Transmission Grating Spectrometer (HETGS) が観測したセイファート I 型銀河 18 観測 15 天体を解析したところ、広がった鉄輝線構造を示すものはわずか 4 天体であった。

もし BH のごく近傍から期待される相対論的に広がった鉄輝線が存在するならば、我々は BH 周辺の重力場を直接的に観測できることとなる。しかし、そのような「disk line」が存在するかどうかは未だに議論中である。その主な要因の一つは、「disk line」モデルのパラメータが連続成分の形に大きく依存し、

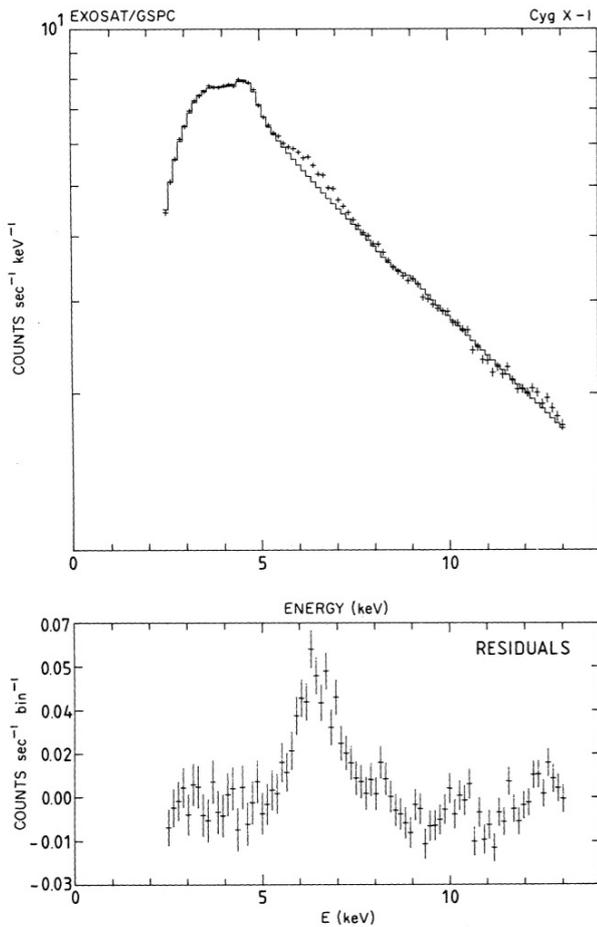


図 2.7 EXOSAT 衛星で観測された Cyg X-1 のスペクトル (Barr et al. 1985)。(上段) 十字線が実際の観測データ、実線がべき関数モデルのベストフィット曲線。(下段) ベストフィット曲線からの残差。

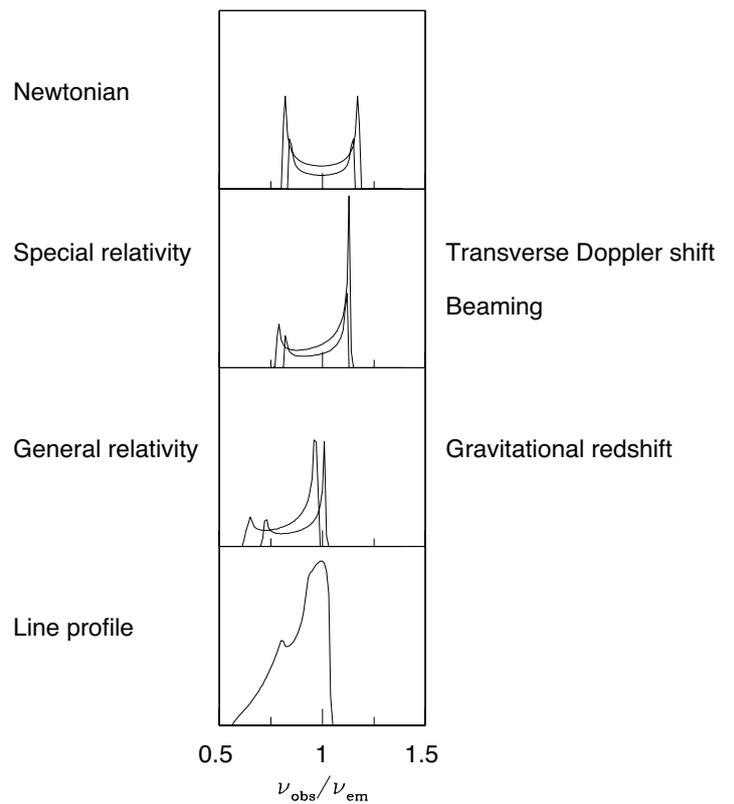


図 2.8 降着円盤から出る鉄輝線の形状 (Fabian et al. 1989)。(1 段目)BH から遠く、縦ドップラーの効果のみ受けた場合。(2 段目)BH に近づき、横ドップラーおよび相対論的ピーミングの効果が強くなった場合。(3 段目)BH のごく近傍で、重力赤方偏移の効果が効き始めた場合。(4 段目) 全ての効果を足し合わせた場合。

その連続成分自身の物理的解釈が明確化されていないことにある。

広がった鉄輝線のように見える構造を説明するモデルとして、電離した吸収体によって低エネルギー側が複雑な吸収を受けた PL 成分と、反射成分および細い鉄輝線の和であるという Warm absorber モデルも提案されている (Inoue & Matsumoto 2003; Miller et al. 2008)。Miller et al. (2008) は、すざく、Chandra、XMM-Newton で得られた MCG-6-30-15 のデータを解析し、観測されたスペクトルを説明するためには、電離度と吸収量の異なる 5 つの電離吸収体、部分吸収、円盤からの反射を必要としている (図 2.11)。Warm absorber モデルでは、相対論的に広がった鉄輝線を持ち出すことなしにスペクトルのモデル化に成功しているが、このモデルも自由パラメータが多く複雑であり、パラメータの本質的な物理的变化を説明するのが困難である。

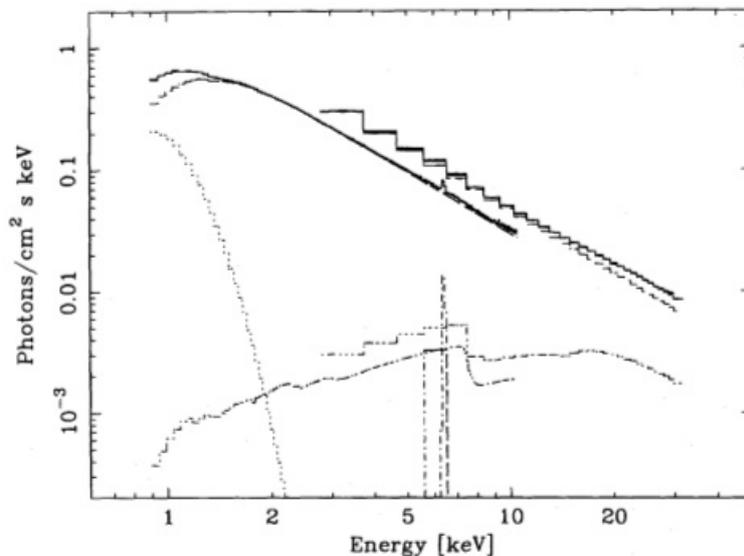


図 2.9 んが衛星とあすか衛星で観測された Cyg X-1 の広帯域スペクトル (Ebisawa et al. 1996)。降着円盤からの反射と細い鉄輝線でモデル化している。

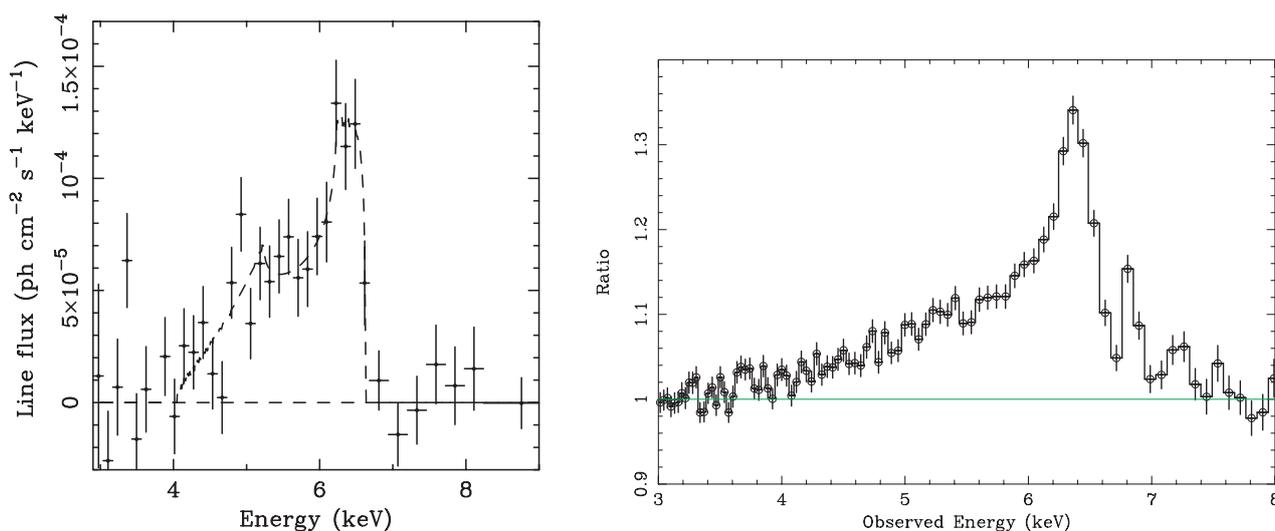


図 2.10 MCG-6-30-15 の鉄輝線付近の形状。(右) あすか衛星 (Tanaka et al. 1995)、(左) すざく衛星 (Miniutti et al. 2007) により観測されたもの。どちらも鉄輝線領域をのぞいてフィットした任意のべき関数モデルに対する比を示しているため、広がった鉄輝線構造が強調されている。

2.3.2 広がった鉄輝線構造の時間変動

MCG-6-30-15 は、数時間のタイムスケールで $\sim 10\%$ 以上の光度時間変動を示す天体である。Fabian et al. (2002) と Matsumoto & Inoue (2003) は、MCG-6-30-15 の鉄輝線周りのエネルギーでの時間変動が他のエネルギー範囲に比べて小さいことを、それぞれ XMM-Newton、あすかの観測から報告した。

図 2.12 に、あすかによって得られた MCG-6-30-15 の Root Mean Square (RMS) スペクトル^{*1}のうち、1 ビンが 2.3×10^4 s と 1.8×10^5 s のものを示す (Matsumoto & Inoue 2003)。RMS が鉄輝線のエネルギー範囲で小さいこと、特に長いタイムスケールではそれが顕著であることが見て取れる。

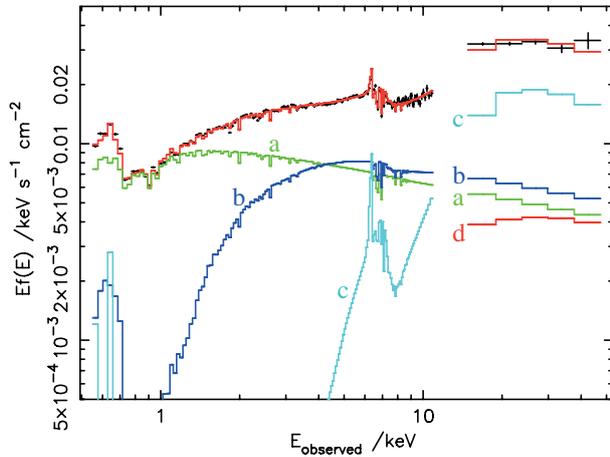


図 2.11 すざくで観測された MCG-6-30-15 のスペクトルを説明する Warm absorber モデルを νF_ν 表示したもの (Miller et al. 2008)。最上位の赤実線が各成分の総和を表す。(a) 直接到達する連続成分。(b) 部分吸収を受けた連続成分。(c) 吸収を受けた反射成分。(d) PIN 検出器帯域に含まれる宇宙 X 線背景放射。

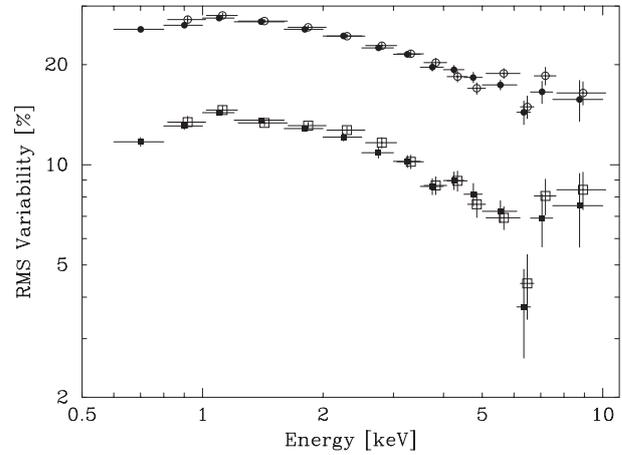


図 2.12 あすか衛星が観測した MCG-6-30-15 の RMS スペクトル (Matsumoto & Inoue 2003)。(丸) 1 ビンが 1.8×10^5 s の場合。(四角) 2.3×10^4 s の場合。

Miniutti & Fabian (2004) は、鉄輝線の時間変動を説明するモデルとして、「Light bending モデル」を提案している。このモデルでは、BH からある距離に PL 成分の放射源があり、光度を一定に保ちつつ、その距離だけが適度に变化する状況を考える。図 2.13 (左) に、放射源が位置する赤道面からの高さ h_s に対する直接連続成分の強度 (Power-Law Component)、鉄輝線の等価幅 (Equivalent width, EW)、反射成分の強度 (Reflection-Dominated Component, RDC) の変化を、図 2.13 (右) に、PLC に対する鉄輝線フラックス (RDC) の変化を示す (Miniutti & Fabian 2004)。図 2.13 (左) に示すように、光源の距離を変えると直接成分と反射成分の割合が変わり、直接成分だけが変動するという特別な状況を作り出すことができる。しかし、Light bending モデルは特殊なジオメトリやパラメータを選ぶ必要があるため、決定的なモデルとはなっていない。

^{*1} 観測された 1 ビンあたりのカウント数を $\{x_i\}$ 、その誤差を $\{\delta x_i\}$ とすると、各データは $\{x_i \pm \delta x_i\}_{i=1,N}$ となる。 N はデータビンの数であり、RMS は、

$$\text{RMS variability} = \frac{\sqrt{V_{\text{intrinsic}}/(N-1)}}{\bar{x}} \quad (2.14)$$

と定義される (Ogawara et al. 1977)。ここで、 $\bar{x} = \sum x_i / N$ はカウント数の平均値を、 $V_{\text{intrinsic}}$ は天体からの信号のみの変動を考えた場合の分散を表し、 $V_{\text{intrinsic}} = \sum (\bar{x} - x_i)^2 - \sum \delta x_i^2$ で与えられる。

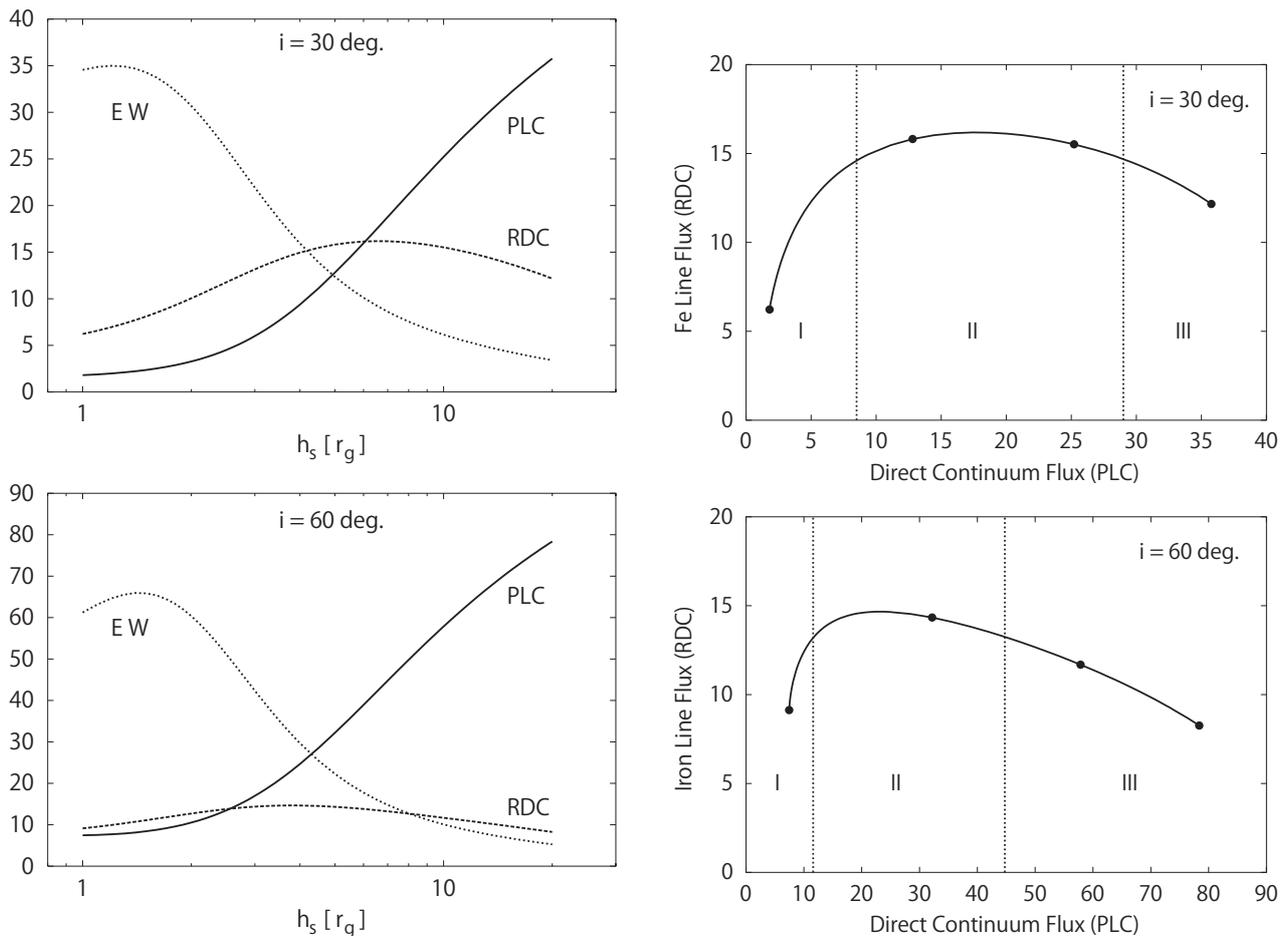


図 2.13 Light bending モデルの数値計算結果 (Miniutti & Fabian 2004)。(上段) 観測者が円盤を見込む角度が 30° の場合。(下段) 60° の場合。(左) 赤道面からの高さ h_s に対する鉄輝線の等価幅 (EW)、直接成分の強度 (PLC)、反射成分の強度 (RDC) の変化。 r_g は BH からの距離。光源の光度は一定。(右) 直接成分の強度 (PLC) に対する鉄輝線フラックス (RDC) の変化。点線で区切られた領域はそれぞれ左から $h_s=1-5 r_g$, $5-10 r_g$, $10-20 r_g$ の場合を示す。

2.4 Variable Partial Covering モデル

このような状況をうけて Miyakawa (2010), Miyakawa et al. (2011) は、MCG-6-30-15 のすざく、Rossi X-ray Timing Explorer (RXTE)、Chandra のデータを詳細に解析し、なるべく少ないパラメータでスペクトル変化を説明する新たなモデル、Variable Partial Covering (VPC) モデルを構築した。本節では、Miyakawa (2010) と Miyakawa et al. (2011) を参考として、VPC モデルの概要を述べる。

2.4.1 3つの電離吸収体

まず Miyakawa (2010) は、すざくと RXTE のデータを用いて 10 keV 以下のエネルギースペクトル変化を調べ、6-10 keV のフラックスと、それに対する 0.5-3 keV のフラックスの比 (softness ratio) が、さ

さまざまなタイムスケールできれいに相関していることを発見した。その説明として、(1) 実際に観測されるスペクトルのべきが変化している、(2) 視線上に存在する電離吸収体の電離度が変化している、という2つの可能性が考えられる。

次に、この2つの可能性を区別するため、Chandra HETGS を用いて Mg, Si, Fe などの吸収線を観測し、強度変化に対応して電離度が変化しているかどうかを調べた。まず、Mg と Fe それぞれの水素様、ヘリウム様の吸収線が観測されているが、同じ電離状態のもとでは存在できないので、最低でも2つの電離吸収体が存在することがわかった。また、Fe の等価幅が強度によって変化しないことから、高電離吸収体の電離度は変化しないことがわかる。一方、Mg については、明るいときには水素様イオンからの、暗いときにはヘリウム様イオンからの吸収線の等価幅がより強くなることから、明るくなると低電離吸収体の電離度が上がる、あるいは吸収量が下がることで平均の電離度は上がっていることがわかった。観測されたスペクトルの変化は、スペクトルのべきは一定として説明できる。

結局、Miyakawa (2010) は、3つの電離吸収体を用いた部分吸収モデルを提案した: (a) Mg, Si などの吸収線を担う低電離吸収体 ($N_{\text{H}} \sim 3.7 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$, $\log \xi \sim 1.5$ でどちらかが変化)、(b) Fe の吸収線を担う高電離吸収体 ($N_{\text{H}} \sim 2.4 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$, $\log \xi \sim 3.4$ でどちらも一定)、(c) 強い鉄吸収端を担う、厚い電離部分吸収体 ($N_{\text{H}} \sim 1.6 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$, $\log \xi \sim 1.6$ でどちらも一定)。厚い電離吸収体による鉄吸収端はまさに広がった鉄輝線のような構造をしており (図 2.14)、このモデルを利用すると「disk line」のように相対論的に歪められた鉄輝線は必要としない。

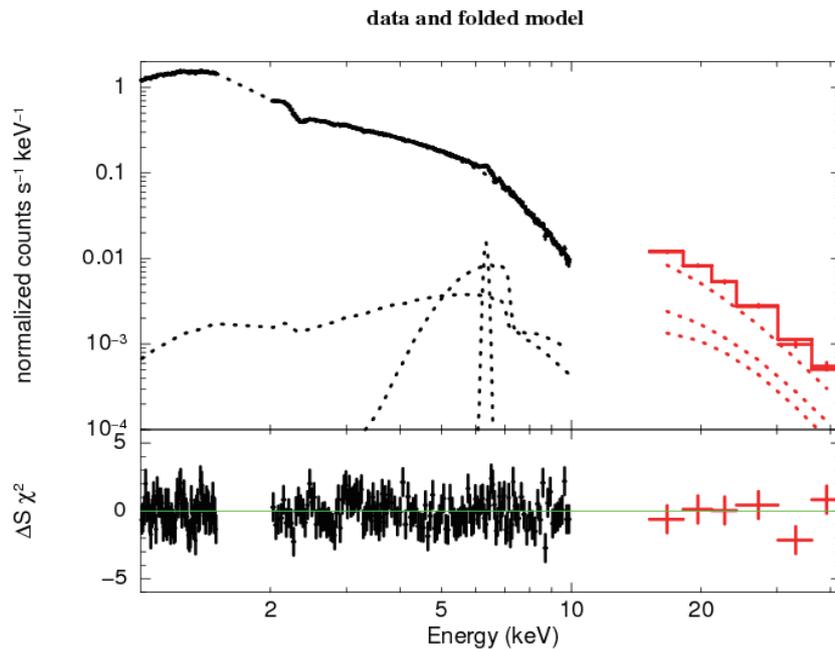


図 2.14 すざくが観測した MCG -6-30-15 の平均スペクトルを Variabl Partial Covering モデルでフィットしたもの (Miyakawa et al. 2011)。中央山型の部分吸収成分と細い鉄輝線が、広がったように見える鉄輝線構造を形成する。

2.4.2 スペクトル成分

以上の観測結果も踏まえると、スペクトル成分としては、(1) 遠方からの細い中性鉄輝線 (~ 6.4 keV) と円盤からの反射成分、(2) 電離度と吸収量の変わらない高電離吸収体と電離度または吸収量が変化する低電離吸収体、(3) 直接到達するべき関数成分 (べきは一定で強度だけが変化)、(4) 強い鉄吸収端構造をもつ円盤反射成分または吸収成分、が考えられる。

(4) の反射成分と吸収成分はよく似たスペクトル形を示すため、それらの区別が難しいが、Miyakawa (2010) は、MCG-6-30-15 の強度が変化したときの、それらの成分の強度と直接成分の強度の変化に注目し、きれいな逆相関を示すことを発見した (図 2.15)。これは、BH からの X 線光度があまり大きくは変化せず、われわれの視線上に存在する物体が BH を隠す割合が変化していると考えられることで説明できる。つまり、図 2.15 は、(4) の成分が主に反射成分ではなく吸収成分であることを示唆している。

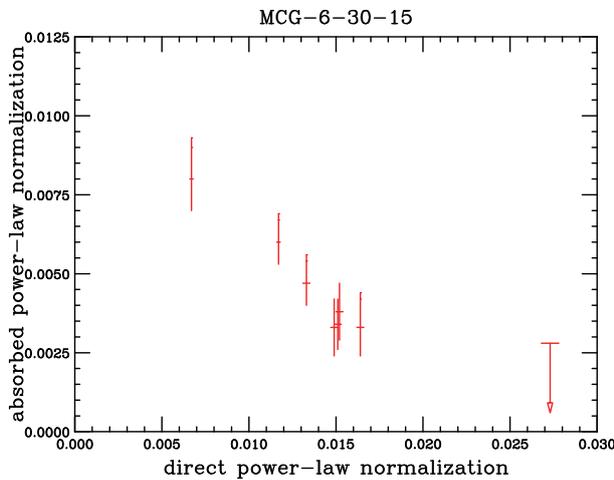


図 2.15 すざくで観測された MCG-6-30-15 の強度別にスライスしたスペクトルを、直接成分と吸収物質に吸収された成分を用いてフィットしたときの強度の関係 (Miyakawa et al. 2011)。

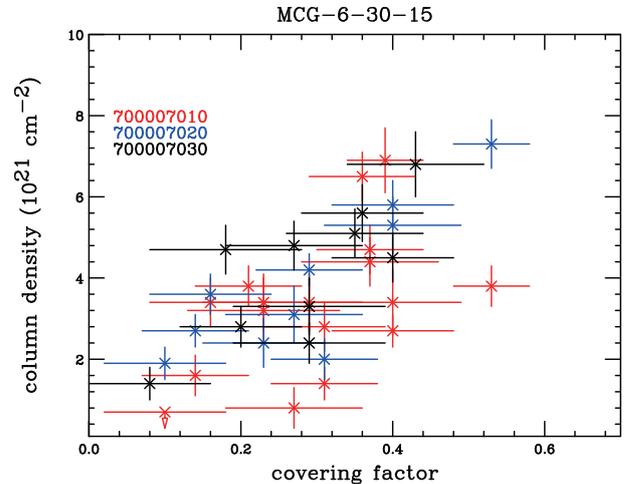


図 2.16 すざくで観測された MCG-6-30-15 の 20 ksec ごとのスペクトルを、VPC モデルでフィットしたときの低電離吸収体の水素柱密度 $N_{H,L}$ とカバリングファクター α の関係 (Miyakawa et al. 2011)。

2.4.3 Variable Partial Covering モデル

スペクトルモデルを数式的に書き下すと、

$$F = W_H W_L (N_1 + W_2 N_2) P + N_3 R P + I_{\text{Fe}} \quad (2.15)$$

となる。ここで N_1 は直接成分、 N_2 は吸収成分、 N_3 は十分遠方にある円盤からの変動しない反射成分を表す ($N_3 / \langle N_1 \rangle = \Omega / 2\pi \sim 0.3$)。3 つの電離吸収体 (a)–(c) はそれぞれ W_L , W_H , W_2 に対応する。また、 P は高エネルギー (≥ 100 keV) で折れ曲がりをもつ PL、 R は光学的に厚い冷たい物質による反射能、 I_{Fe} は細い鉄輝線 (~ 6.4 keV) を表す。

上記のモデルは、時間平均スペクトルを再現するだけでなく、1–40 keV にわたる広帯域スペクトルの強度変化を、3 つのパラメータ (N_1 , N_2 , W_L の N_H または ξ) の変化だけで説明することができる。さら

に、この3つのパラメータの間には、図 2.15, 2.16 が示すように、2つの相関関係があることが発見された。これは、スペクトル変化を担う独立な一つのパラメータが存在することになる。そのパラメータとは、BH からの X 線のうち吸収体がどれだけの割合で隠れているかという「カバーリングファクター」であることを Miyakawa et al. (2011) は示した。

ここで、全強度 $N = N_1 + N_2$ とカバーリングファクター $\alpha = N_2/N$ を導入すると、式 (2.15) は、

$$F = W_H W_L \{(1 - \alpha) + W_2 \alpha\} NP + N_3 RP + I_{Fe} \quad (2.16)$$

と書き直せる。すると、 W_L の水素柱密度 $N_{H,L}$ と α の相関関係 (図 2.16) を、次のように解釈できる。

W_L は光学的に薄いことから、

$$W_L = \exp \{-\sigma(E, \xi) N_{H,L}\} \quad (2.17)$$

$$W_L \approx 1 - \sigma(E, \xi) N_{H,L} \quad (2.18)$$

と書き表せる。ここで、 $\sigma(E, \xi)$ は、電離度が ξ である物質の、入射エネルギー E に対する光電吸収断面積である (すべての元素を考慮している)。一方、これを部分吸収モデルで解釈すると、変動しない水素柱密度 $N_{H,L}^{(fixed)}$ を用いて、

$$W_L = 1 - \alpha + \alpha \exp \{-\sigma(E, \xi) N_{H,L}^{(fixed)}\} \quad (2.19)$$

$$\approx 1 - \alpha \sigma(E, \xi) N_{H,L}^{(fixed)} \quad (2.20)$$

と書ける。式 (2.18) と式 (2.20) から、

$$N_{H,L} = \alpha N_{H,L}^{(fixed)} \quad (2.21)$$

を得る。これがまさに図 2.16 で示された関係式である。

その結果、MCG-6-30-15 の観測された強度変化とそれに伴うスペクトル変化は、カバーリングファクター α の変化のみで説明することができた (図 2.17)。また、RMS スペクトルを VPC モデルでフィッティングすると、鉄輝線周辺の変動も部分吸収で説明することができた (図 2.18)。

Miyakawa (2010) と Miyakawa et al. (2011) は、具体的に図 2.19 のような状況を考えている。BH を取り囲んでやや広がり、変動していない X 線源の視線上にたくさんの吸収体が存在し、それらが X 線源を覆い隠すカバーリングファクターの変化が観測される主な強度変化とスペクトル変化を説明する。それらの部分吸収体は変動していない高電離吸収体の中にあり、(1) 非電離で完全に X 線を通さないコア、(2) 電離が進んでトムソン散乱に対する光学的厚みがほぼ 1 である中間層、(3) その外側のより光学的に薄い層、から構成される。(2) が式 (2.16) のモデル中の W_2 に対応し、(3) が W_L に対応する。(2) と (3) が同じ吸収体の中に存在するため、式 (2.21) が実現される。

部分吸収体が構造をもつということをより直感的に表すと、式 (2.16) の第一項は、

$$W_L \{(1 - \alpha) + W_2 \alpha\} \rightarrow (1 - \alpha + \alpha W_L W_2) \quad (2.22)$$

と書き換えることができるはずである。式 (2.22) の両辺をそれぞれ具体的に書き下すと、左辺は、

$$\left[\exp \left\{ -\sigma(E, \xi_L) \alpha N_{H,L}^{(fixed)} \right\} \right] \times \left[(1 - \alpha) + \alpha \exp \left\{ -\sigma(E, \xi_2) N_{H,2} \right\} \right] \quad (2.23)$$

となる。一方、右辺は、

$$\left[(1 - \alpha) + \alpha \exp \left\{ -\sigma(E, \xi_L) N_{\text{H},L}^{(fixed)} \right\} \times \exp \left\{ -\sigma(E, \xi_2) N_{\text{H},2} \right\} \right] \quad (2.24)$$

$$= \left[(1 - \alpha) + \alpha \exp \left\{ -\sigma(E, \xi_L) N_{\text{H},L}^{(fixed)} - \sigma(E, \xi_{L2}) N_{\text{H},2} \right\} \right] \quad (2.25)$$

である。また、光学的厚みは、

$$\tau_L = \sigma(E, \xi_L) N_{\text{H},L}^{(fixed)} \quad (2.26)$$

$$\tau_2 = \sigma(E, \xi_2) N_{\text{H},2} \quad (2.27)$$

で表され、MCG-6-30-15 の場合、 $\tau_L < \tau_2 \sim 1$ である。図 2.20 に、色々な τ_L の値に対する式 (2.23) と式 (2.26) の比較を示す。 τ_L が小さくなる (光学的に薄くなる) ほど両者の関数はほぼ変わらないことが分かる。

MCG-6-30-15 の場合、 W_L と W_2 は同じ吸収体の中に存在し、 $\sigma(E, \xi_L) \sim \sigma(E, \xi_2)$ であった。また、 $N_{\text{H},L}^{(fixed)} \sim 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ 、 $N_{\text{H},2} \sim 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ であったので、 $\tau_L \sim 0.01$ と見積もることができる。従って、 τ_L が十分小さいので、式 (2.22) の両辺はすべての α の値に対してほぼ等しいことがわかる。本論文でも、Miyakawa et al. (2011) に倣い、式 (2.22) の左辺を用いてモデルフィットを行う。

2.4.4 本研究の目的

VPC モデルが他の「広がった鉄輝線のように見える構造」をもつ AGN や銀河系内 BH 連星にどこまで適用可能かを調べることは、重要な課題である。そこで本研究では、すざくが観測したセイファート銀河を対象として、そのスペクトル変動が MCG-6-30-15 と同様に、VPC モデルで説明できるかどうかの検証を行う。

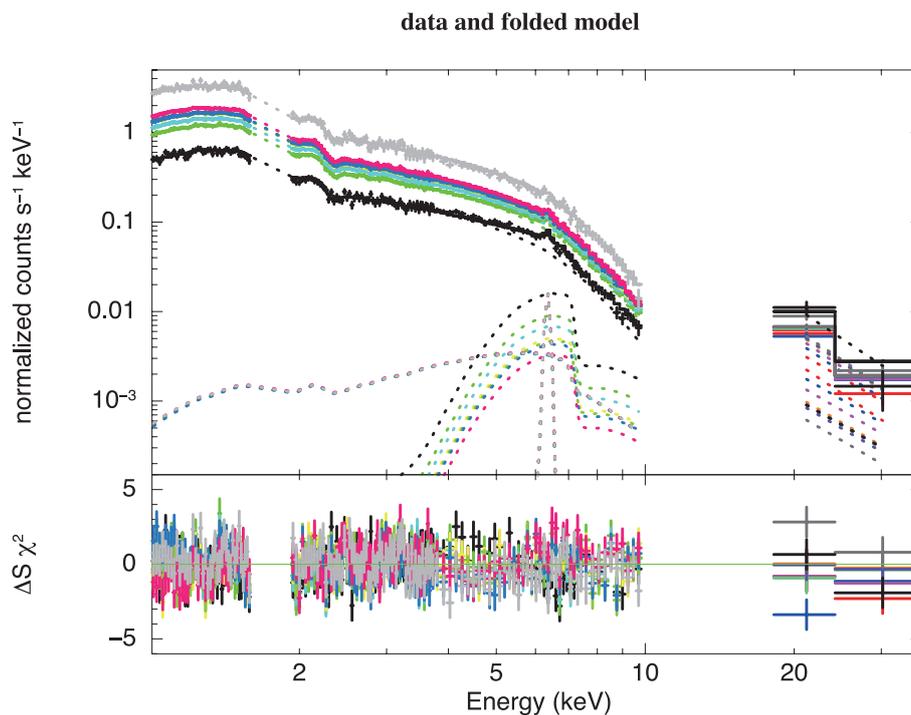


図 2.17 すざくが観測した MCG-6-30-15 の強度別スライススペクトルを Variabl Partial Covering モデルでフィットしたもの (Miyakawa et al. 2011)。各スペクトルの中で、パラメータはカバーリングファクターだけ変化させている。ただし、最も明るいスペクトルだけは N も変化させている。

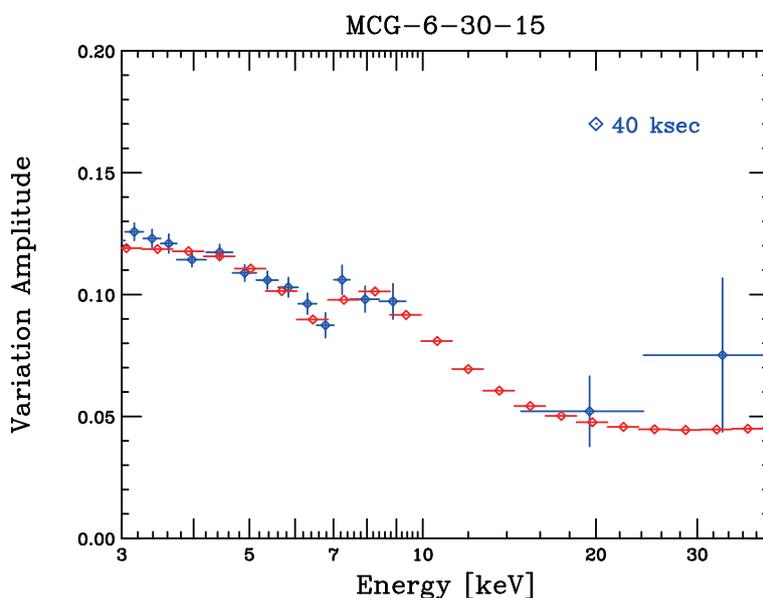


図 2.18 すざくが観測した MCG-6-30-15 の RMS スペクトルを Variabl Partial Covering モデルでフィットしたもの (Miyakawa et al. 2011)。(青)40 ksec ごとの RMS スペクトル。(赤)Variabl Partial Covering モデルをプロットしたもの。

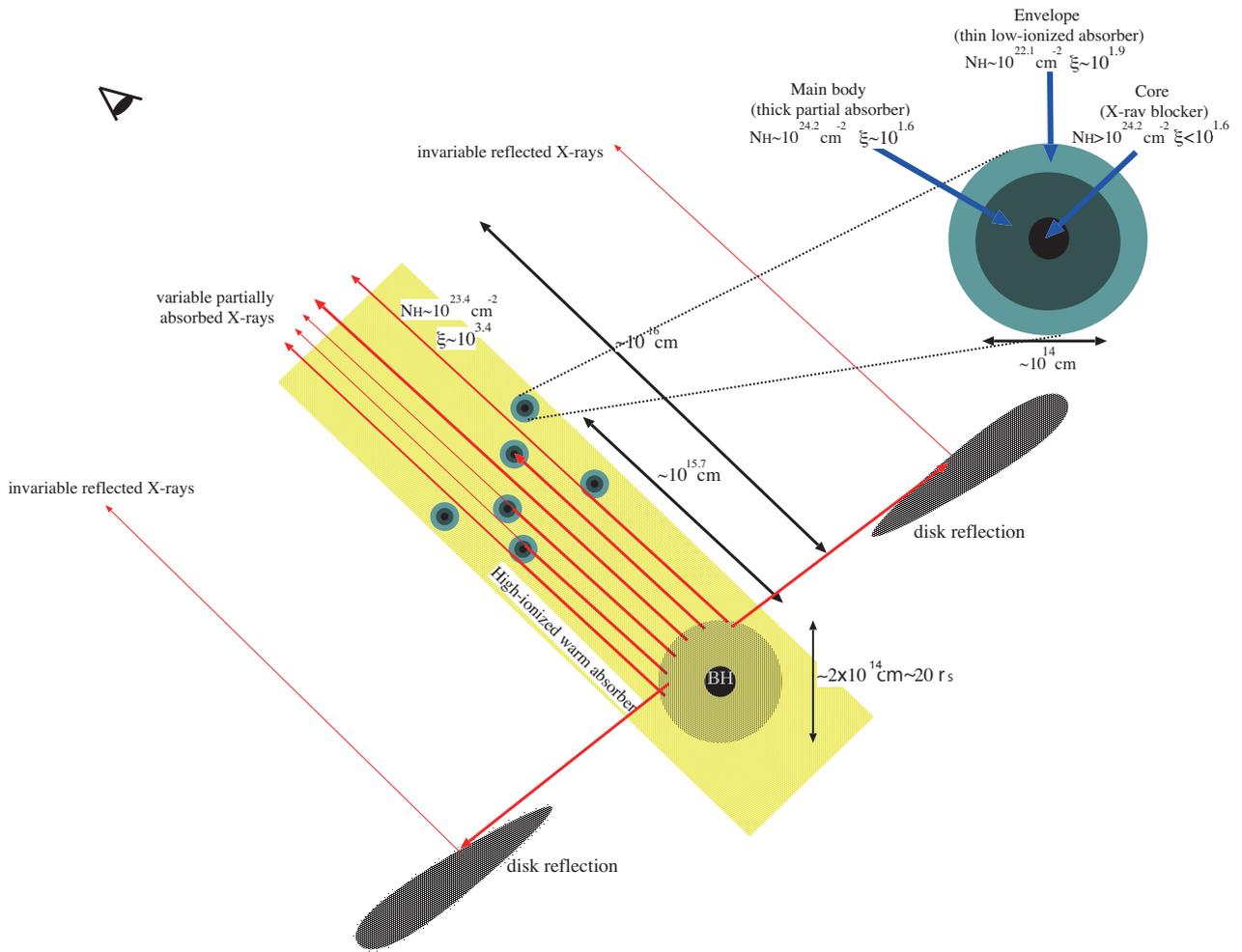


図 2.19 MCG-6-30-15 に対する Variabl Partial Covering モデルの描像と部分吸収体の構造 (Miyakawa et al. 2011)。

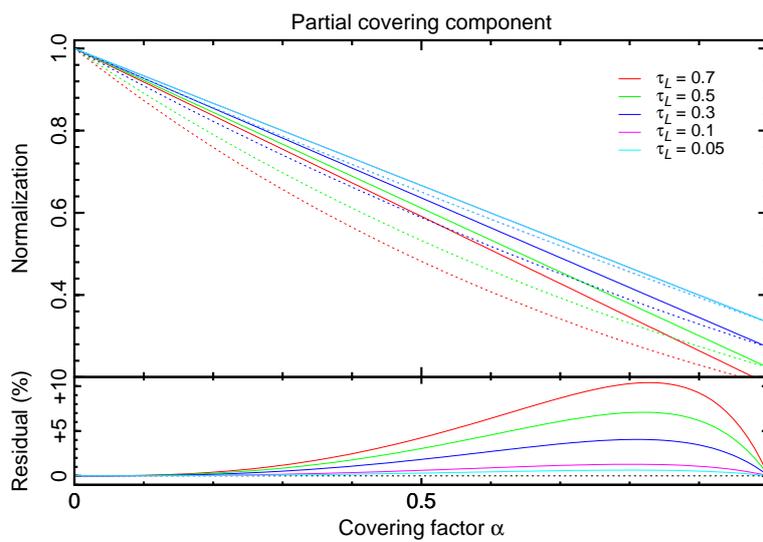


図 2.20 式 (2.23) と式 (2.26) の比較。色の違いは τ_L の値の違いを表す。(上段) 点線が式 (2.23)、実線が式 (2.26) の関数を表す。(下段) 両関数の差を割合で示す。

第3章

観測装置

本章では、データ取得に利用した X 線天文衛星すざくについて述べる。

Contents

3.1	X 線天文衛星すざく	24
3.2	X 線望遠鏡 (XRT)	25
3.3	X 線 CCD カメラ (XIS)	27
3.4	硬 X 線検出器 (HXD)	28

3.1 X線天文衛星すざく

「すざく (図 3.1; Mistuda et al. 2007)」は、「はくちょう (1979 年)」、「てんま (1983 年)」、「ぎんが (1987 年)」、「あすか (1993 年)」に続く日本が打ち上げた 5 番目の X 線天文衛星で、日米共同で開発された。2005 年 7 月 10 日に鹿児島県内之浦から打ち上げられ、宇宙航空研究開発機構 (Japan Aerospace Exploration Agency, JAXA) の M-V-6 号ロケットによって、近地点高度 250 km、遠地点高度 550 km、軌道傾斜角 31 度の楕円軌道に投入され、その後、搭載二次推進系により、高度約 570 km の略円軌道へ最終投入された。すざく衛星は、全長 6.5 m、幅 5.4 m、重量 1680 kg と日本の科学衛星としてはこれまでにない大型衛星である。

すざく衛星は、4 台の X 線 CCD カメラから構成される X 線撮像検出器 (X-Ray Imaging Spectrometer, XIS)、硬 X 線検出器 (Hard X-Ray Detector, HXD)、X 線マイクロカロリメーター (X-Ray Spectrometer, XRS) という 3 種類の観測装置を搭載している。しかし、XRS は冷却剤として使用していた液体ヘリウムを、打ち上げ後間もなく消失したことにより、観測が不可能となった。XIS の 4 台の CCD カメラと XRS は、5 つの X 線望遠鏡 (X-Ray Telescope, XRT) の焦点面に置かれている。

すざく衛星の主な特徴として、(1) 0.2–12.0 keV に感度を持つ XIS と、10–600 keV に感度を持つ HXD を組み合わせることにより、広いエネルギー帯域で高感度の X 線分光が可能であること、(2) 衛星を低高度に投入することにより、地球磁気圏によって荷電粒子由来の検出器雑音 (バックグラウンド) が低減されていることが挙げられる。すざく衛星の基本性能を表 3.1 にまとめる。

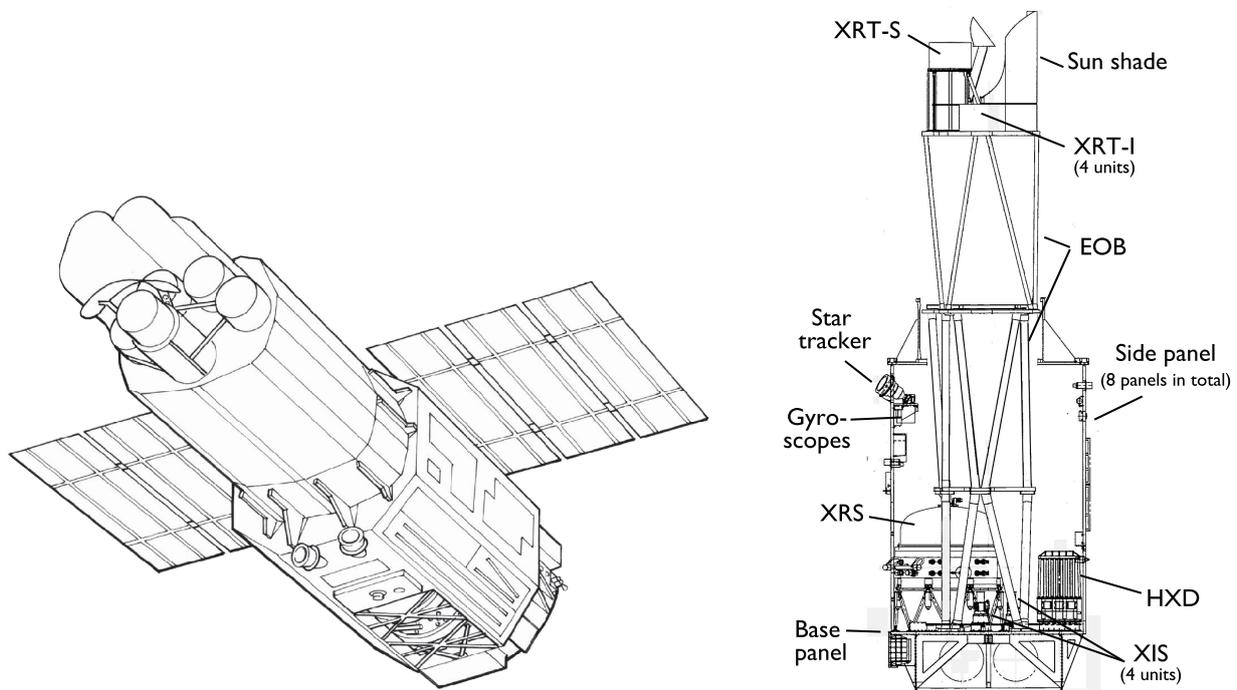


図 3.1 すざく衛星の外観図 (Mistuda et al. 2007)。右はすざく衛星の断面図で搭載している観測装置の位置を示す。

表 3.1 すざく衛星の基本性能

衛星	軌道遠地点高度	568 km
	軌道周期	96 min
	軌道傾斜角	31°
	観測効率	~43%
XRT	焦点距離	4.75 m
	視野 *	~17' at 1.5 keV ~13' at 8 keV
	有効面積	440 cm ² at 1.5 keV 250 cm ² at 8 keV
	空間分解能	2' (HPD)
	XIS	視野
	エネルギー帯	0.2–12 keV
	エネルギー分解能	~130 eV at 6 keV (FWHM)
	有効面積	330 cm ² (FI), 370 cm ² (BI) at 1.5 keV 160 cm ² (FI), 110 cm ² (BI) at 8 keV
	時間分解能	8 s (normal mode), 7.8 ms (P-sum mode)
	ピクセル数	1024 × 1024 pixels
HXD	視野	34' × 34' (≲ 100 keV) 4°5 × 4°5 (≳ 100 keV)
	エネルギー帯	10–70 keV (PIN) 40–600 keV (GSO)
	エネルギー分解能	~3.0 keV (PIN, FWHM) 7.6/√E _{MeV} % (GSO, FWHM)
	有効面積	~160 cm ² at 20 keV ~260 cm ² at 100 keV
	時間分解能	61 μs

* 有効面積が、光軸における有効面積の半分になる直径で定義

3.2 X線望遠鏡 (XRT)

X線は、屈折率が1より小さいため、光を反射により集めることが難しい。そのため、X線を集光するためには、全反射やブラッグ反射を利用する方法がとられる。しかも屈折率の1からのずれが非常に小さいため、全反射は鏡面から約1度以下の入射角に対してのみ起こる。

すざく衛星搭載のXRT (図 3.2; Serlemitsos et al. 2007) は光学系として Wolter I型と呼ばれるものを円錐2段で近似している。Wolter I型とは、回転放物面と回転双曲面で2回全反射させ、光軸から外

れた方向での像の収差を小さくした光学系である。XRTには、焦点面にXISを置く4台のXRT-I(口径40 cm、焦点距離4.75 m)と、焦点面にXRSを置く1台のXRT-S(口径40 cm、焦点距離4.5 m)から構成される。反射鏡は、アルミ薄板にレプリカ法で鏡面を形成したレプリカミラーを同心円上複数枚(XRT-Iは175枚、XRT-Sは168枚)に並べて構成している。これにより、小型かつ軽量で大きな有効面積を実現している。

日本で4番目のX線天文衛星「あすか」にも全反射鏡を使った望遠鏡が搭載されていたが、すざく衛星ではレプリカ法の導入により鏡面形状精度が向上し、全光量の約半分が直径 $2'$ の円内に含まれる(Half Power Diameter, HPD)。また、焦点距離が長くすることで、平均の斜入射角が小さくでき、高エネルギー側での反射率も向上した。さらに、反射鏡の上にプリコーレーターを加えることにより、多重薄板X線望遠鏡の問題であった、視野外からのX線源の漏れ込みを約1桁減少させた。

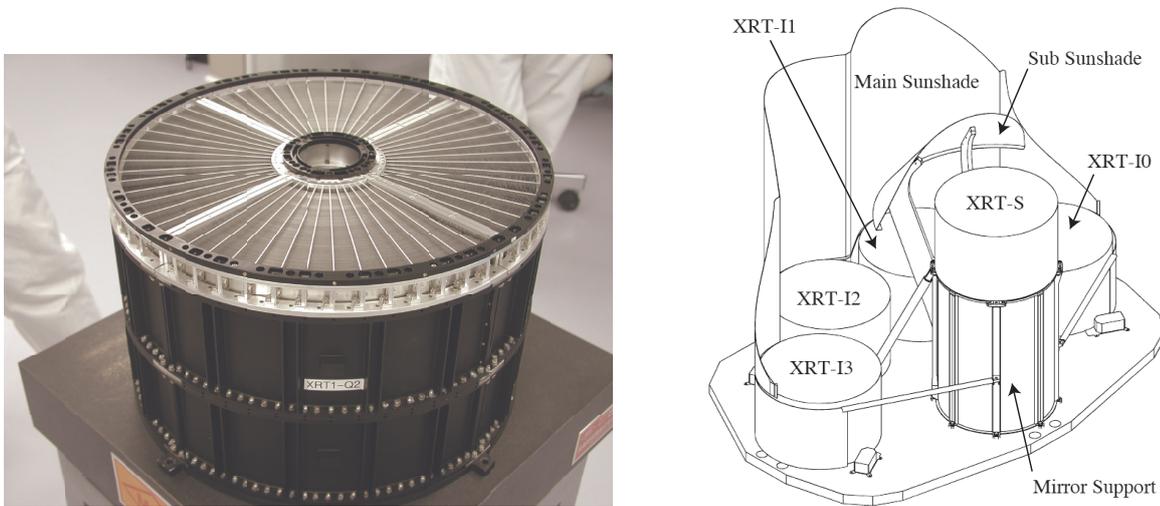


図3.2 すざく衛星に搭載されているX線望遠鏡の外観図(Serlemitsos et al. 2007)。左図はXRT-I、右図はXRT-IとXRT-Sの配置を示す。

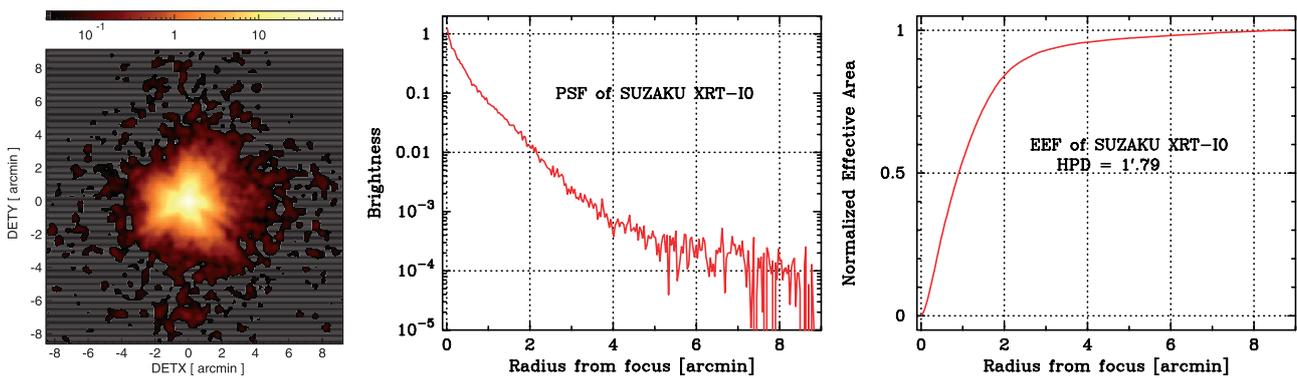


図3.3 X線望遠鏡の集光能力(Serlemitsos et al. 2007)。左図は、XIS 0で観測した天体SS Cygの実際のイメージ(カウント数は対数表示)。中央図は、横軸に光軸からのずれを、縦軸に輝度をとったグラフで、点源の広がりを表すPoint Spread Function (PSF)を表している。右図は、横軸に光軸からのずれを、縦軸に有効面積をとったグラフで、Encircled Energy Function (EEF)を表す。

3.3 X線 CCD カメラ (XIS)

X線検出に用いられる CCD (Charge Coupled Device) は、半導体検出器を 2 次元アレイ状に並べたものである。ある入射エネルギー E の X 線が CCD の画素に入射すると、ある確率で光電吸収を起こし、光電子が生成される。生じた光電子は半導体物質との衝突により、電子・正孔対をつくる。生成される電子・正孔対は、半導体物質の平均電離エネルギーを W とすると、 E/W 個となる。ケイ素 (Si) 原子の場合、 ~ 3.65 eV である。生成された電子の集まり (一次電子雲) を正確に検出することによって、入射 X 線エネルギーを知ることができる。また、検出器の位置分解能は画素の大きさ (XIS では $24 \mu\text{m}$) によって決まる。

XIS (図 3.4; Koyama et al. 2007) は、4 台の X 線 CCD カメラから構成され、それぞれ XRT の焦点面に位置している。半導体素子として Si が用いられている。XIS は $0.2\text{--}12.0$ keV に感度を持ち、天体の撮像と分光を同時に行える。4 台の XIS のうち、3 台 (XIS 0, 2, 3) は表面照射型 (Front-Illuminated, FI) であり、1 台 (XIS 1) は裏面照射型 (Back-Illuminated, BI) である。FI は X 線を電極側から入射するため、低エネルギー側の X 線は電極や絶縁層で吸収されてしまい検出効率が低い。一方、BI は X 線を電極の裏側から入射するため、低エネルギー側での検出効率は高い (図 3.5)。各 CCD のピクセル数は 1024×1024 である。

XIS は軌道上でのエネルギーの絶対精度の測定のために、各 CCD ごと 2 角に校正線源が取り付けら

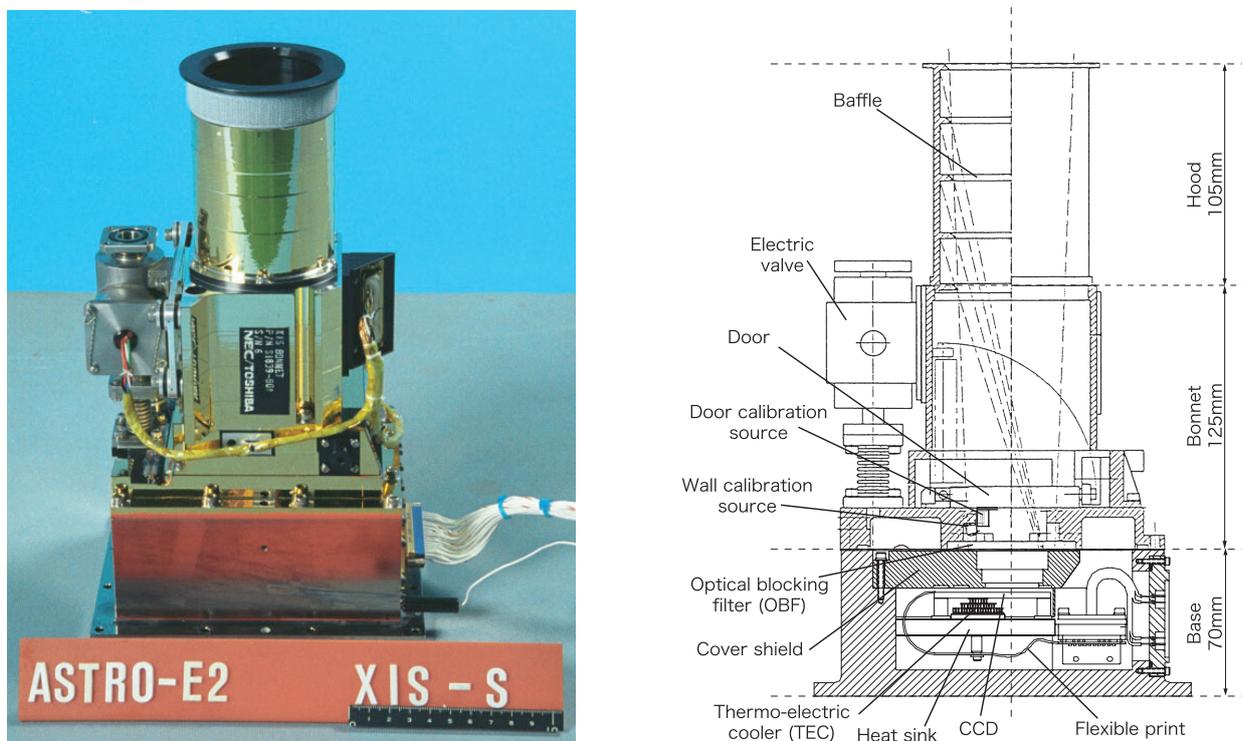


図 3.4 すざく衛星に搭載されている X 線 CCD カメラ (XIS) の外観図 (Koyama et al. 2007)。左図は実際の XIS、右図は XIS の断面図。

れている (図 3.6)。線源には ^{55}Fe (半減期 2.7 年) が使用されており、Mn I $K\alpha$ (5.9 keV)、Mn I $K\beta$ (6.5 keV) の特性 X 線を放射する。

XIS は XRT と組み合わせることにより、 $17'8 \times 17'8$ の視野を持つ。XIS の観測モードは、Normal、Parallel-sum clocking mode (P-sum mode) の 2 通りがある。Normal モードは、時間分解能が 8 s であり、さらに Burst オプションと Window オプションを付けることができる。Burst オプションとは、通常は CCD を 8 s 露光するのに対し、最初の数秒を捨ててしまうオプションである。これによって、パイルアップを防ぐことができる。一方、Window オプションとは、CCD 全体を読み出すのではなく、CCD の何分の一かのピクセルのみを読み出すオプションである。これによって、CCD を素早く読み出せるので、時間分解能を上げることができる。

XIS 2 は 2006 年 11 月 9 日に不具合 (微小塵の衝突によるものと考えられている) が生じたため、現在は観測不能となっている。残りの 3 台の XIS による打ち上げ時の有効面積は、1.5 keV の X 線に対して 1030 cm^2 であり、エネルギー分解能は 6 keV の X 線に対して $\sim 130 \text{ eV}$ である。しかし、打ち上げ時からの経過時間とともに、人工衛星からのアウトガスなどの汚染物質による Contamination の付着や、CTI (Charge Transfer Inefficiency) の増加によって、有効面積とエネルギー分解能は変化する。2006 年 10 月から、エネルギー分解能の劣化を防ぐため、人工的に電荷を注入し CCD の格子欠陥を埋める Spaced-row Charge Injection (SCI) が使用されている。

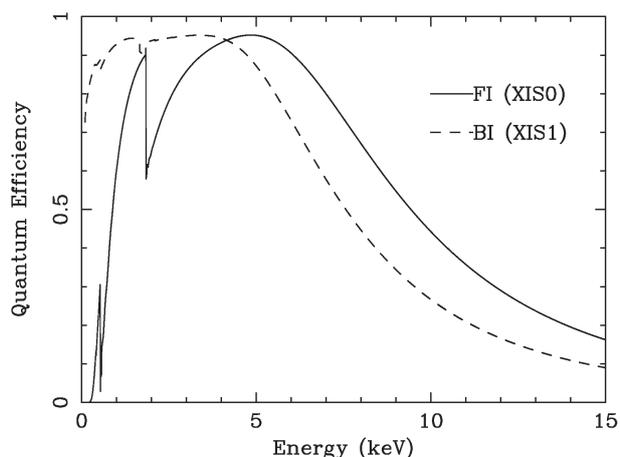


図 3.5 XIS FI/BI に対する電子効率の比較図 (Koyama et al. 2007)。横軸はエネルギー、縦軸は量子効率。FI は高エネルギー側で量子効率が高く、低エネルギー側で低い。逆に、BI は高エネルギー側で量子効率が低く、低エネルギー側では高い。

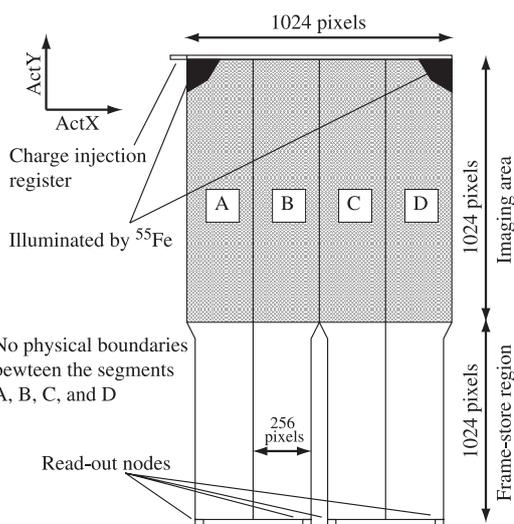


図 3.6 XIS CCD カメラの概略図 (Koyama et al. 2007)。CCD は 1024×1024 のピクセルが A、B、C、D の 4 つのセグメントから構成される。セグメント A、D の角には校正線源の ^{55}Fe が取り付けられている。

3.4 硬 X 線検出器 (HXD)

HXD (図 3.7; Takahashi et al. 2007; Kokubun et al. 2007) は、10–700 keV の広帯域をカバーする非撮像型の硬 X 線検出器である。硬 X 線帯域では、天体からの信号はおおよそエネルギーとともにべき関数的に減少し、バックグラウンドに対して微弱となる。そのため、高エネルギー側ほど、バックグラウン

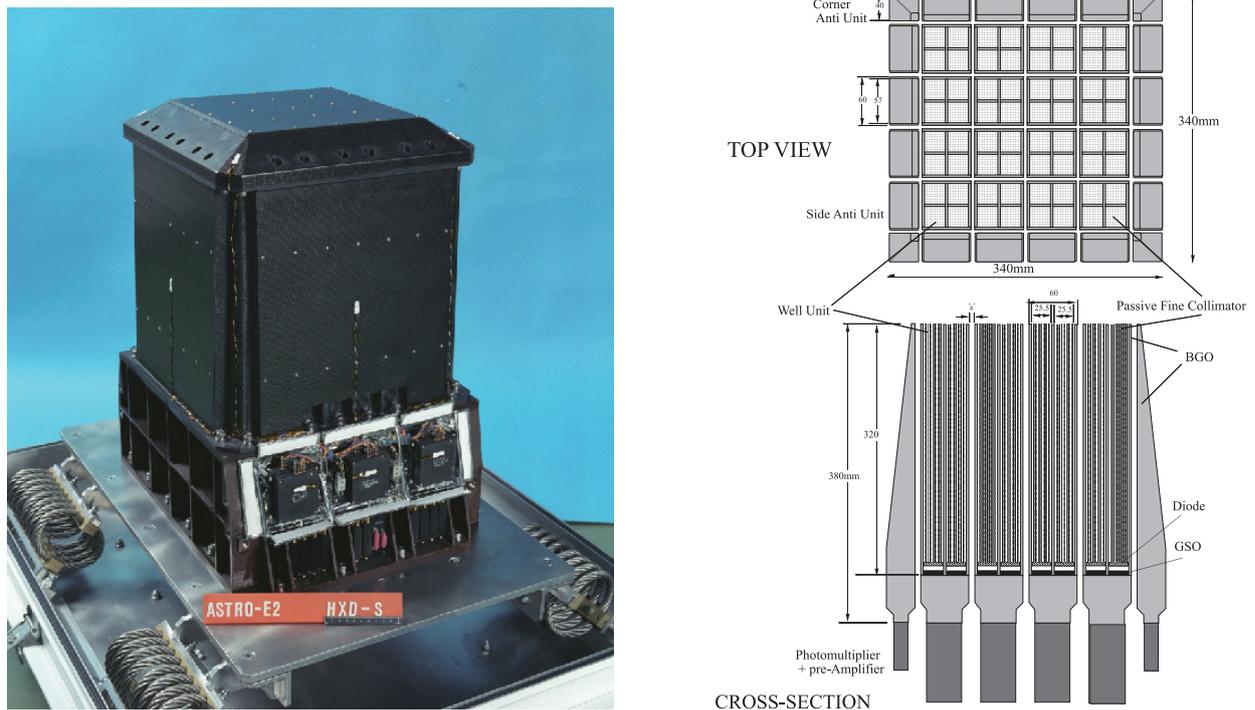


図 3.7 すざく衛星に搭載されている硬 X 線検出器 (HXD) の外観図 (Takahashi et al. 2007)。左図は実際の HXD、右図は HXD の断面図。

ドの低減が重要である。バックグラウンドには、検出器に正面から入射するもの、視野外からシールドを通過して入射してくるもの、検出器内部に起因するものが挙げられる。これらのバックグラウンドを軽減するために開発されたのが井戸型フォススイッチカウンターである。HXD は 16 本の井戸型フォススイッチカウンター (Well ユニット) と、その周りを取り囲む 20 本の BGO 結晶カウンター (Anti ユニット) から構成される (図 3.7)。

Well ユニットは、PIN 型半導体検出器 (厚さ 2 mm、HXD/PIN) と GSO シンチレーター (厚さ 5 mm、HXD/GSO) を上下に組み合わせている (図 3.8)。10–70 keV 程度のエネルギーをもつ X 線は PIN で検出され、40–700 keV 程度の X 線は PIN を突き抜けて、その下の GSO によって検出される。さらに、XIS と組み合わせることによって、3 桁を超えるエネルギー帯域をカバーすることができる。

主検出部の周りは BGO に囲まれており、バックグラウンドや視野外からの X 線が効率よく除去される。BGO は有効原子番号が大きく、 γ 線の阻止能に優れている。また、BGO の蛍光減衰時間 (~ 300 ns) が GSO の蛍光減衰時間 (~ 60 ns) より短いことを利用して、主検出部からの信号とシールド部の信号の波形弁別を行い、反同時係数を得ることで入射した信号のみを得ている。BGO の井戸部はアクティブコリメーターの役割を果たし、視野を $4.5^\circ \times 4.5^\circ$ に絞る。井戸部には厚いリン青銅が取り付けられており、これが入射角の大きい X 線を吸収し (パッシブファインコリメーター)、低エネルギー側の PIN では視野がさらに絞られ、 $34' \times 34'$ となる。

Anti ユニットは BGO 結晶 (平均 2.6 cm 厚) とフォトチューブを組み合わせた検出器である。これを Well ユニットの周りに配置することで放射線に対するアクティブシールドの役割を果たす。Anti ユニットの有効面積は、一面あたり ~ 1200 cm² にもなり、厚い BGO 結晶では 1 MeV に対しても ~ 600 cm²

の面積を持つ。この検出器はあらゆる方向からくる X 線、 γ 線にさらされており、 γ 線バーストなどの突発的な天体現象の全天モニター (Wide-band All-sky Monitor, WAM) として利用されている。

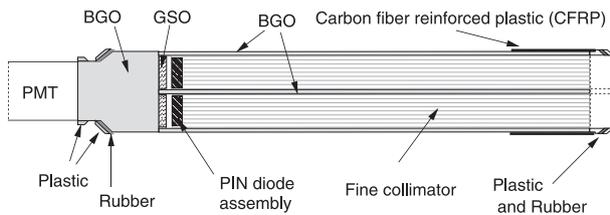


図 3.8 HXD Well ユニットの断面図 (Takahashi et al. 2007)。PIN 型半導体の下に GSO シンチレーターが取り付けられている。ファインコリメーターによって視野が狭められている。

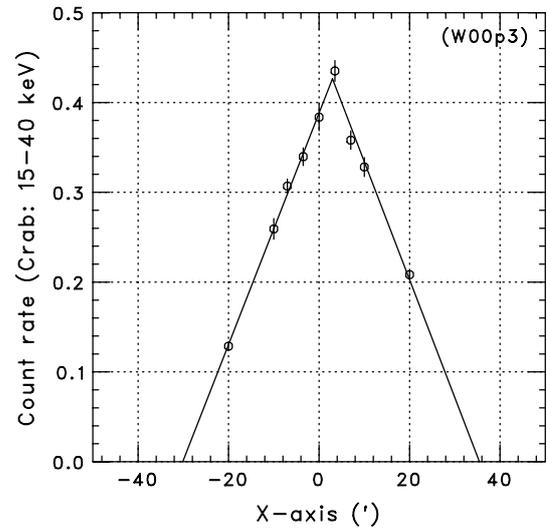


図 3.9 HXD の検出器上の位置に対する応答関数 (Kokubun et al. 2007)。横軸は光軸の X 軸からのずれを、縦軸は単位時間あたりのカウント数を表している。データはかに星雲を観測したものである。ファインコリメーターの存在によって、光軸から外れるに従って、天体からの信号が弱くなる。

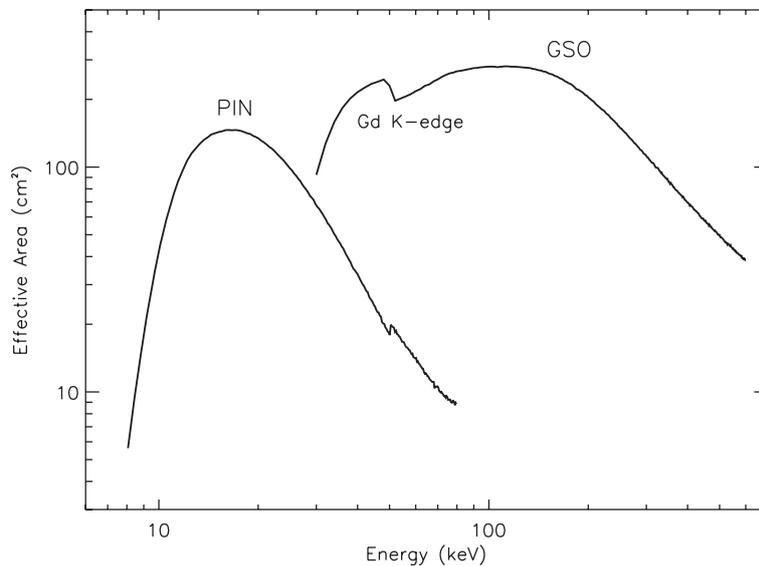


図 3.10 HXD PIN/GSO のエネルギーに対する有効面積 (Takahashi et al. 2007)。検出器前面の物質による光子吸収は考慮している。

第4章

観測データ

本章では、本研究に用いた観測ターゲットとその選別方法 (4.1 節)、データ処理 (4.2 節) について述べる。データ処理で使用したソフトウェアは、HEADAS^{*1} version 6.11 である。

Contents

4.1	観測ターゲットの選別	32
4.2	観測データの選別	32

^{*1} <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/lheasoft/>

4.1 観測ターゲットの選別

本研究では、MCG-6-30-15の広帯域スペクトル変化を説明するVPCモデル(2.4.3節)が、他のセイファート銀河にどこまで適用可能かを検証することを目的としている。そのためには、観測データとして、観測時間が長く、時間変動していて、強度で分けても十分に統計が足りるほど明るいものが適している。2011年10月5日現在、すざく衛星が観測しているセイファート銀河のうち、公開されているデータは201観測^{*2}(セイファートI型^{*3}は111観測、II型が90観測)あった。その全ての観測の中から、(1)観測時間が60ksec以上、(2)X線のエネルギー範囲が0.2–12.0keVにおいて、全X線光子数が50000カウント以上、(3)X線のエネルギー範囲が4.0–10.0keVにおいて、光度曲線の分散が平均値の10%以上、の基準を満たすものを観測ターゲットとして選別した。複数回観測が行われている天体については、連続する観測の間隔が1ヶ月以上の場合は別の観測とみなし、1ヶ月以内の場合は同じ観測とみなすことにした^{*4}。同じ観測とみなした場合は、観測時間、X線光子のカウント数は全て足し合わせたものを上の基準と比較した。

以上の選別基準から、全50観測、27天体を選んだ。各観測の情報を表4.1にまとめた。

4.2 観測データの選別

本研究には、XISおよびHXD PINのデータを用いる。データ校正には標準的なパイプラインプロセス version 2.5を用い、すざくABCガイドに従い、以下の条件を満たすデータのみを使用した。40keV以上に感度を持つHXD GSOは、このエネルギー帯ではバックグラウンドが高くなり、本研究で対象としている天体の強度では、高エネルギー放射の検出が難しいことから使用しない。プロセスはXIS, HXD PINともにunscreened eventから始めた。

XISについては、(1)ASCAグレードが0, 2, 3, 4, 6であり、X線イベントとしてみなせるもの、(2)ピクセルのステータスが0から524287の間であり、バッドCTE(Charge Transfer Efficiency)コラムとSCIに関係する行を除いたもの、(3)衛星が姿勢変更(manuever)していない時間であること、(4)目的天体と、衛星が向いている方向とのずれが1'5より小さいこと、(5)衛星のテレメトリー状態がsuper high, high, mediumのいずれかであること、(6)衛星がSSA(South Atlantic Anomaly)を通過中でないこと、(7)SSA通過後、436秒経過していること、(8)衛星が観測している方向と、地球縁のなす角が5°より大きいこと、(9)衛星が観測している方向と、昼地球縁のなす角が20°より大きいこと、である。

HXD PINについては、(1)Wellユニットが検出したイベントのうち、PINで検出したもの、(2)衛星が姿勢変更していない時間のイベントであること、(3)目的天体と、衛星が向いている方向のずれが1'5より小さいこと、(4)8つのHVユニットが低下していないこと、(5)衛星がSSA通過中でなく、通過後から500秒経過していること、あるいはSSA通過の180秒より前であること、(6)Cut-Off Rigidity(COR)が6GV/cより大きいこと、(7)衛星が観測している方向と、地球のなす角が5°より大きいこと、(8)テレメトリーが飽和していないこと、である。

^{*2} 同じ天体を複数回観測している場合もある

^{*3} SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>) の分類を参照した。II型に分類されていないもの(1.5, 1.9型など)はすべてI型とした。

^{*4} 同じ観測とみなした中で、連続していない観測の時期が1ヶ月以上離れていても同じ観測とみなした。

表 4.1: 解析に使用した天体の観測ログ

Object	α^* (J2000.0)	δ^*	Redshift*	Sequence No.	Date†	Exposure (ksec)	SCI	Nominal position	XIS‡
Type I Seyfert									
Markarian 335	00:06:19.582	+20:12:10.58	0.025418	701031010	2006-06-21	151	OFF	HXD	0 2 3
TonS 180	00:57:19.940	-22:22:59.10	0.06198	701021010	2006-12-09	120	ON	XIS	0 3
1H 0323+342	03:24:41.161	+34:10:45.86	0.0629	704034010	2009-07-26	84	ON	HXD	0 3
NGC 1365	03:33:36.310	-36:08:27.80	0.005559	705031010	2010-06-27	151	ON	XIS	0 3
				705031020	2010-07-15	302	ON	XIS	0 3
3C 111 [§]	04:18:21.277	+38:01:35.80	0.0485	705040010	2010-09-02	80	ON	XIS	0 3
				705040020	2010-09-09	79	ON	XIS	0 3
				705040030	2010-09-14	80	ON	XIS	0 3
1H 0419-577 (1)	04:26:00.715	-57:12:01.69	0.104	702041010	2007-07-25	205	ON	XIS	0 3
1H 0419-577 (2)	-	-	-	704064010	2010-01-16	123	ON	HXD	0 3
Arakelian 120	05:16:11.395	-00:08:59.65	0.03230	702014010	2007-04-01	100	ON	HXD	0 3
NGC 3227 [§]	10:23:30.608	+19:51:53.82	0.00365	703022010	2008-10-28	58	ON	XIS	0 3
				703022020	2008-11-04	53	ON	XIS	0 3
				703022030	2008-11-12	56	ON	XIS	0 3
				703022040	2008-11-20	64	ON	XIS	0 3
				703022050	2008-11-27	79	ON	XIS	0 3
				703022060	2008-12-02	51	ON	XIS	0 3
NGC 3516	11:06:47.494	+72:34:06.70	0.008816	704062010	2009-10-28	251	ON	HXD	0 3
NGC 3783 (1)	11:39:01.721	-37:44:18.60	0.009647	701033010	2006-06-24	75	OFF	XIS	0 2 3
NGC 3783 (2)	-	-	-	704063010	2009-07-10	210	ON	HXD	0 3

(continued.)

表 4.1: 解析に使用した天体の観測ログ

Object	α^* (J2000.0)	δ^*	Redshift*	Sequence No.	Date†	Exposure (ksec)	SCI	Nominal position	XIS‡
NGC 4051 [§]	12:03:09.686	+44:31:52.54	0.00216	703023010	2008-11-06	274	ON	XIS	0 3
				703023020	2008-11-23	78	ON	XIS	0 3
NGC 4151	12:10:32.659	+39:24:20.74	0.003262	701034010	2006-12-18	124	ON	XIS	0 3
Markarian 766	12:18:26.484	+29:48:46.15	0.012662	701035010	2006-11-16	98	OFF	XIS	0 3
Markarian 205	12:21:43.967	+75:18:37.99	0.07084	705062010	2010-05-22	100	ON	HXD	0 3
NGC 4593	12:39:39.492	-05:20:39.16	0.009000	702040010	2007-12-15	118	ON	XIS	0 3
IC 4329A [§]	13:49:19.277	-30:18:33.83	0.016024	702113010	2007-08-01	25	ON	XIS	0 3
				702113020	2007-08-06	30	ON	XIS	0 3
				702113030	2007-08-11	26	ON	XIS	0 3
				702113040	2007-08-16	24	ON	XIS	0 3
				702113050	2007-08-20	24	ON	XIS	0 3
NGC 5548 [§]	14:17:59.513	+25:08:12.45	0.01651	702042010	2007-06-18	31	ON	XIS	0 3
				702042020	2007-06-24	35	ON	XIS	0 3
				702042040	2007-07-08	30	ON	XIS	0 3
				702042050	2007-07-15	30	ON	XIS	0 3
				702042060	2007-07-22	28	ON	XIS	0 3
				702042070	2007-07-29	31	ON	XIS	0 3
				702042080	2007-08-05	38	ON	XIS	0 3
4C 74.26	20:42:37.285	+75:08:02.36	0.103999	702057010	2007-10-28	91	ON	HXD	0 3
Arakelian 564	22:42:39.309	+29:43:31.55	0.024917	702117010	2007-06-26	99	ON	HXD	0 3
SWIFT J2127.4+5654	21:27:45.400	+56:56:35.00	0.0147	702122010	2007-12-09	91	ON	HXD	3
NGC 7469	23:03:15.674	+08:52:25.28	0.01588	703028010	2008-06-24	112	ON	HXD	0 3

(continued.)

表 4.1: 解析に使用した天体の観測ログ

Object	α^* (J2000.0)	δ^*	Redshift* z	Sequence No.	Date†	Exposure (ksec)	SCI	Nominal position	XIS‡
Type II Seyfert									
NGC 2992§	09:45:42.045	-14:19:34.90	0.007710	700005010	2005-11-06	37	OFF	XIS	0 2 3
				700005020	2005-11-19	37	OFF	HXD	0 2 3
				700005030	2005-12-13	46	OFF	HXD	0 2 3
MCG-5-23-16	09:47:40.170	-30:56:55.91	0.008226	700002010	2005-12-07	95	OFF	HXD	0 2 3
Centaurus A§	13:25:27.615	-43:01:08.81	0.001830	704018010	2009-07-20	62	ON	HXD	0 3
				704018020	2009-08-05	51	ON	HXD	0 3
				704018030	2009-08-14	55	ON	HXD	0 3
IRAS 18325-5926	18:36:58.257	-59:24:08.44	0.019447	702118010	2007-10-26	78	ON	HXD	0 3

* SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>) から値を引用した。

† ずさくの観測開始日。

‡ 観測時に稼働している XIS FI。

§ 複数の観測をまとめて扱う天体。

第5章

解析と結果

本章では、すざくの観測で得られたデータの解析方法と、得られた結果について述べる^{*1*2}。

Contents

5.1	解析	38
5.2	時間平均スペクトル	38
5.3	強度別スライススペクトル	48
5.4	時系列スライススペクトル	56

^{*1} タイプライター体の文字は、FTTOOLS (Blackburn 1995) のソフトウェア名を示している。ただし、スペクトルモデルがタイプライター体で書かれている場合は、Xspec (Arnaud 1996) で使用されているモデルの名称を示している。

^{*2} 本研究で用いる VPC (Variable Partial Covering) モデルのパラメータの記号は、2.4.3 節に従う。

5.1 解析

ここでは、本研究の解析方法の概要についてを述べる。解析には、XIS と HXD PIN によって得られたデータを用いた。3 台の XIS (XIS 0, 2, 3) をすべて足し合わせた。以後の XIS の解析では、天体からのイベントとして、天体の中心から半径 $3'$ の円内に含まれるものを使用する。バックグラウンドとして、XIS nominal position の場合は、円と同心の内径 $4'$ 、外径 $6'$ の円環に含まれるイベントを使用した。HXD nominal position の場合は、同じ視野内から半径 $3'$ の円に含まれるイベントを使用した。XIS の応答関数は、`xisrmfgen` および、`xissimarfgen` (Ishisaki et al. 2007) を用いて作成した。

PIN の解析では、PIN は非撮像型の装置であるため、PIN で検出されたすべてのイベントを天体からの信号として扱った。PIN のバックグラウンドとして、検出器に起因する非 X 線バックグラウンド (Non-X-ray Background, NXB) と、宇宙 X 線背景放射 (Cosmic X-ray Background, CXB) が考えられる。NXB は、検出器チームが配布しているバックグラウンドファイルを使用した (Fukazawa et al. 2009)。一方、CXB は、HEAO-1 衛星によって得られた CXB のスペクトル (Boldt 1987) に PIN の応答関数を畳み込んで作成した。PIN の応答関数は、検出器チームが配布しているものを使用した。

本解析では、まず時間平均スペクトルに対して VPC モデル (2.4.3 節) を適用した。次に、モデルが適用できた天体について強度と時系列でスライスしたスペクトルを作成し、それぞれのスライススペクトルに対してさらにモデルを適用した。図 5.1 は、XIS により得られた 0.2–12 keV におけるライトカーブである。カウントレート (Count rate) はバックグラウンドを引いてある。点線で示された赤の横線が強度の閾値、青の縦線が時間の閾値を表し、それぞれの閾値で分けてスペクトルを作成した。強度別スライスの閾値は、各スライスのカウント数が等しくなるように定めた。時系列スライスの閾値は、すざくの軌道 4 周期 ($96 \text{ min} \times 4 \sim 2.3 \times 10^4 \text{ s}$) ごととした (Matsumoto & Inoue 2003)。

スペクトル解析では、セイファート銀河の X 線スペクトルの特徴として知られている軟 X 線超過の成分については考えないので、エネルギー範囲は 2–40 keV のみを使用した。スペクトルフィットは XIS と PIN の同時フィットを行い、機器校正の不定星を補正するための HXD の規格化定数 (XIS に対する比) は、XIS nominal position の場合は 1.16 を、HXD nominal position の場合は 1.18 を用いた^{*3}。

以下では各スペクトル解析の方法と結果について詳細に述べる。

5.2 時間平均スペクトル

ここでは時間平均スペクトルのスペクトル解析について述べる。スペクトルフィットには VPC モデル (2.4.3 節) を使用した。星間吸収には `phabs`、べき型関数には `cutoffpl` (折れ曲がりパラメータ E_c は 160 keV で固定)、反射には `pexrav` (Magdziarz & Zdziarski 1995) モデルを使用した。反射モデルは、傾斜角を $\cos \text{Incl} = 0.866$ で固定し、規格化定数 N_3 を、BH 中心から円盤を見込む立体角が $\Omega/2\pi \sim 0.3$ であると仮定し、 $N_3/N_1 = \Omega/2\pi \sim 0.3$ とした (Miyakawa et al. 2011)。

まずスペクトルフィットを行ったところ、天体によって W_L または W_H 、あるいはその 2 成分の両方が不要であった。その場合、 W_H , W_L の水素柱密度は 10^{21} cm^{-2} で固定し、 W_L の電離度は $\xi_L = \xi_2$ と

^{*3} <http://www.astro.isas.jaxa.jp/suzaku/doc/suzakumemo/suzakumemo-2008-06.pdf>

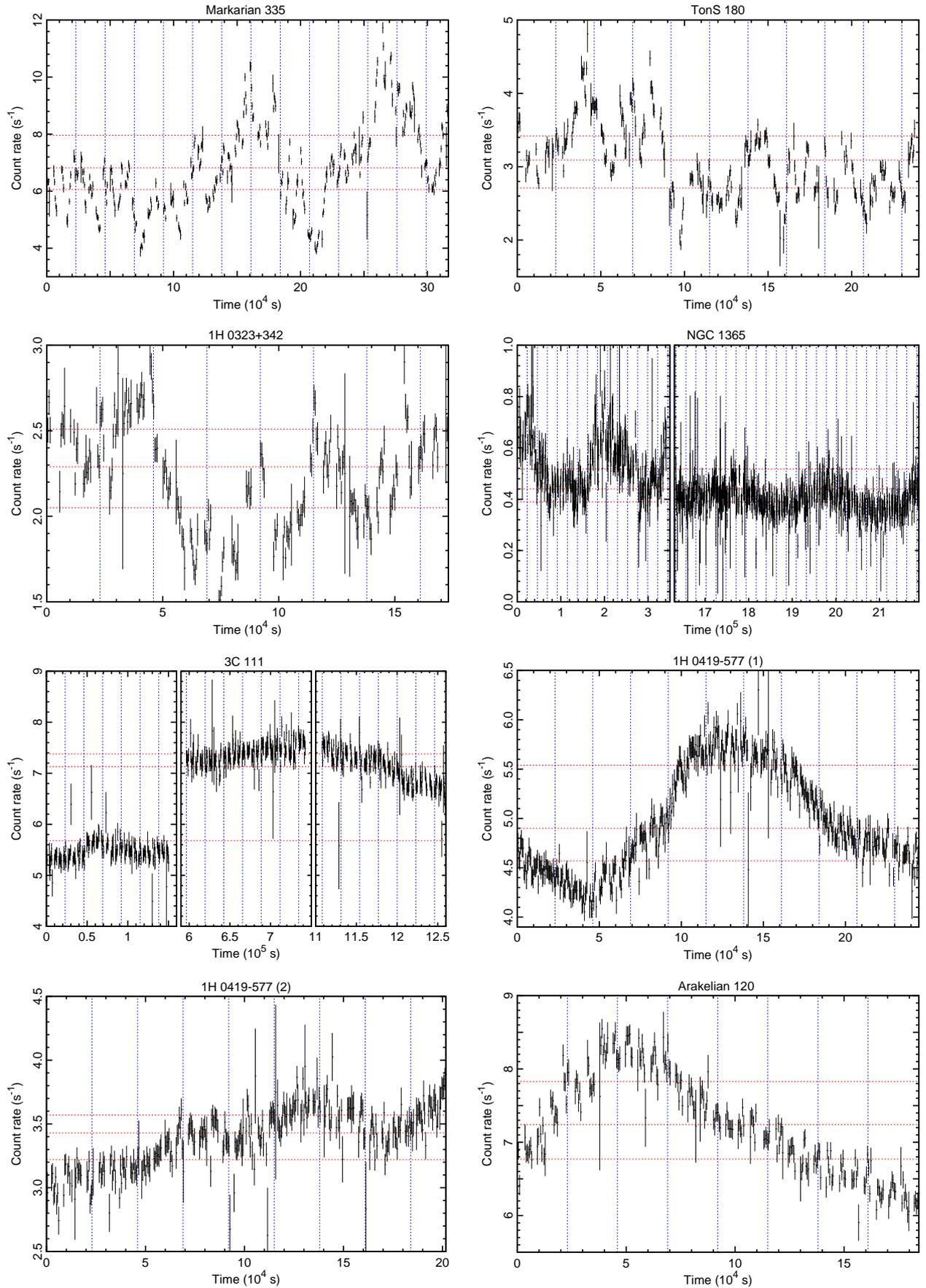


図 5.1 すざく衛星によって得られた 0.2–12 keV のライトカーブ。すべての XIS を足しており、黒がカウントレートを表している。カウントレートは 1 ピンあたり 512 s である。エラーはポアソン分布を仮定し、 1σ の値を付けている。点線で示された赤の横線は強度別スライススペクトルの閾値 (5.3 節)、青の縦線はすざくの軌道 4 周期ごとの時間を表している (5.4 節)。

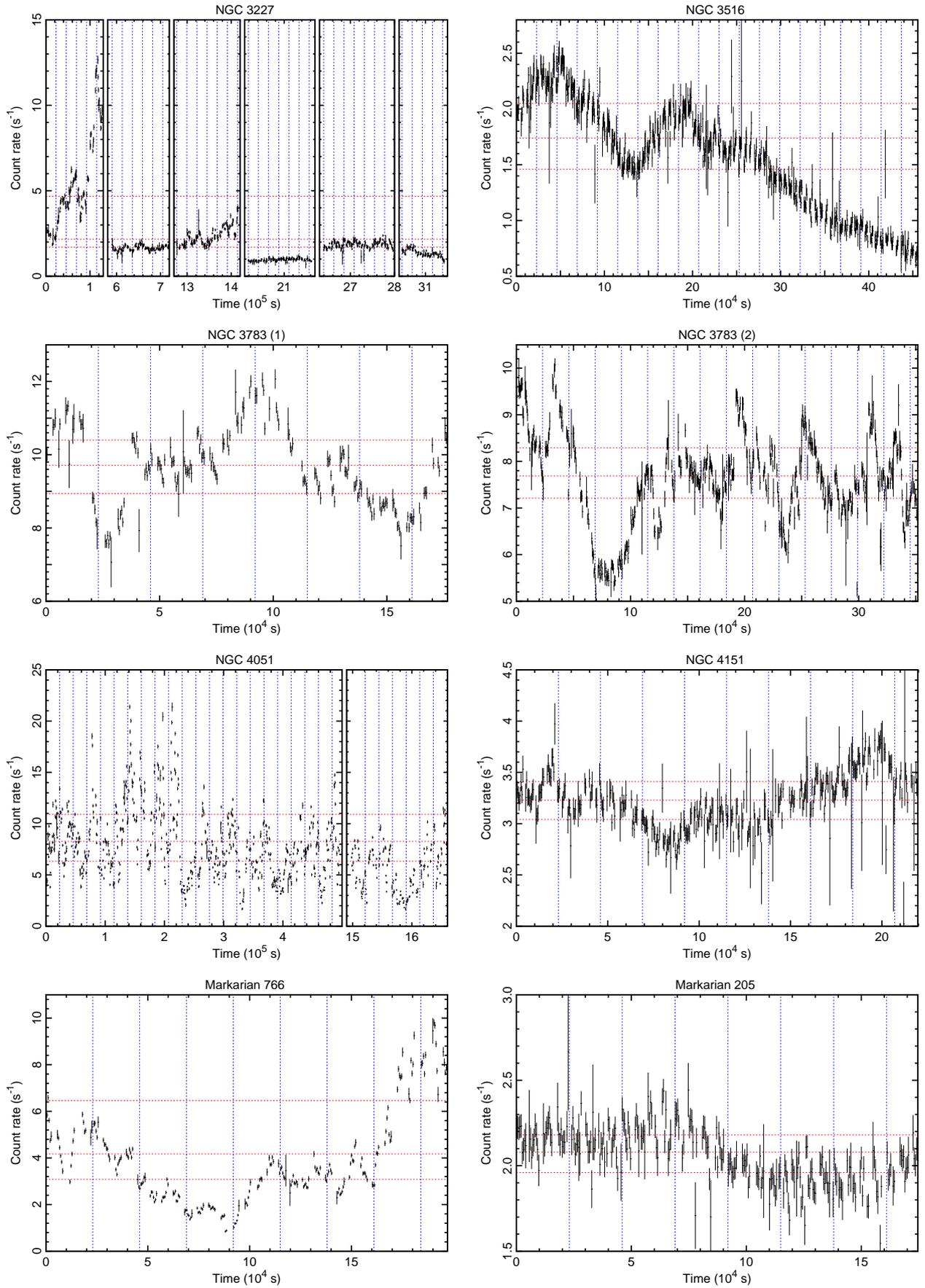
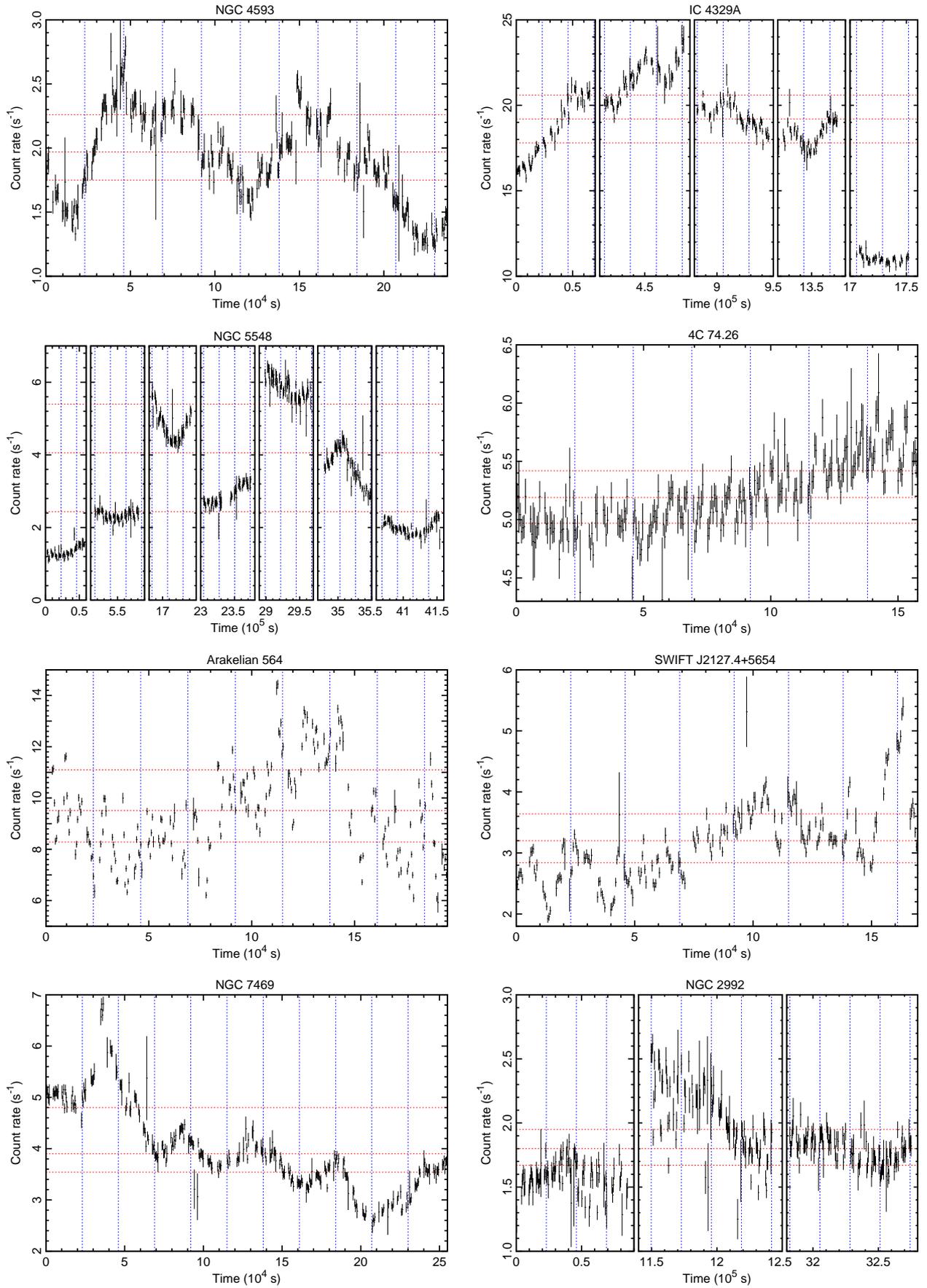


図 5.1 continued.



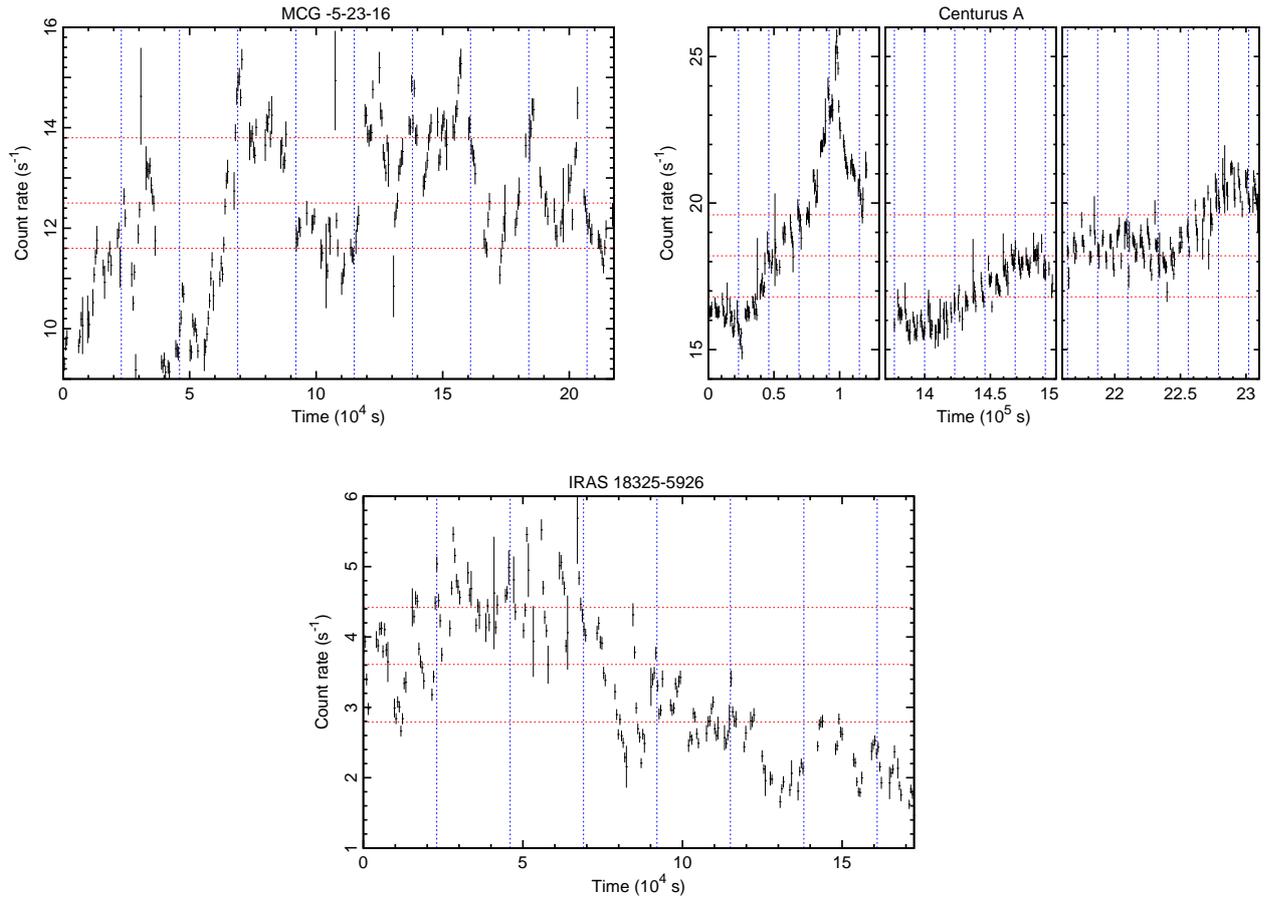


図 5.1 *continued.*

した。

スペクトルフィットは、reduced カイ二乗が < 1.20 のものを VPC モデルが合っていると判断した。ただし、3C 111 の場合は、reduced カイ二乗が 1.01 と得られたが、部分吸収成分 N_2 がほぼ 0 であった。本研究では、部分吸収がどれだけ普遍的な現象であるかを検証することを目的としているので、3C 111 はモデル適用不可とした。その他にモデルが適用できなかった天体 (reduced カイ二乗) は、NGC 4151 (1.24), NGC 1365 (1.48), NGC 3227 (1.23), Centurus A (1.42) であった。

その結果、全 27 天体中 22 天体についてモデルが適用基準を満たした。VPC モデルが適用できた天体について、時間平均スペクトルフィットの結果を表 5.1 にまとめた。図 5.2 は、XIS (2–10 keV) と HXD PIN (15–40 keV) の時間平均スペクトルであり、観測時間はすべて積分している。

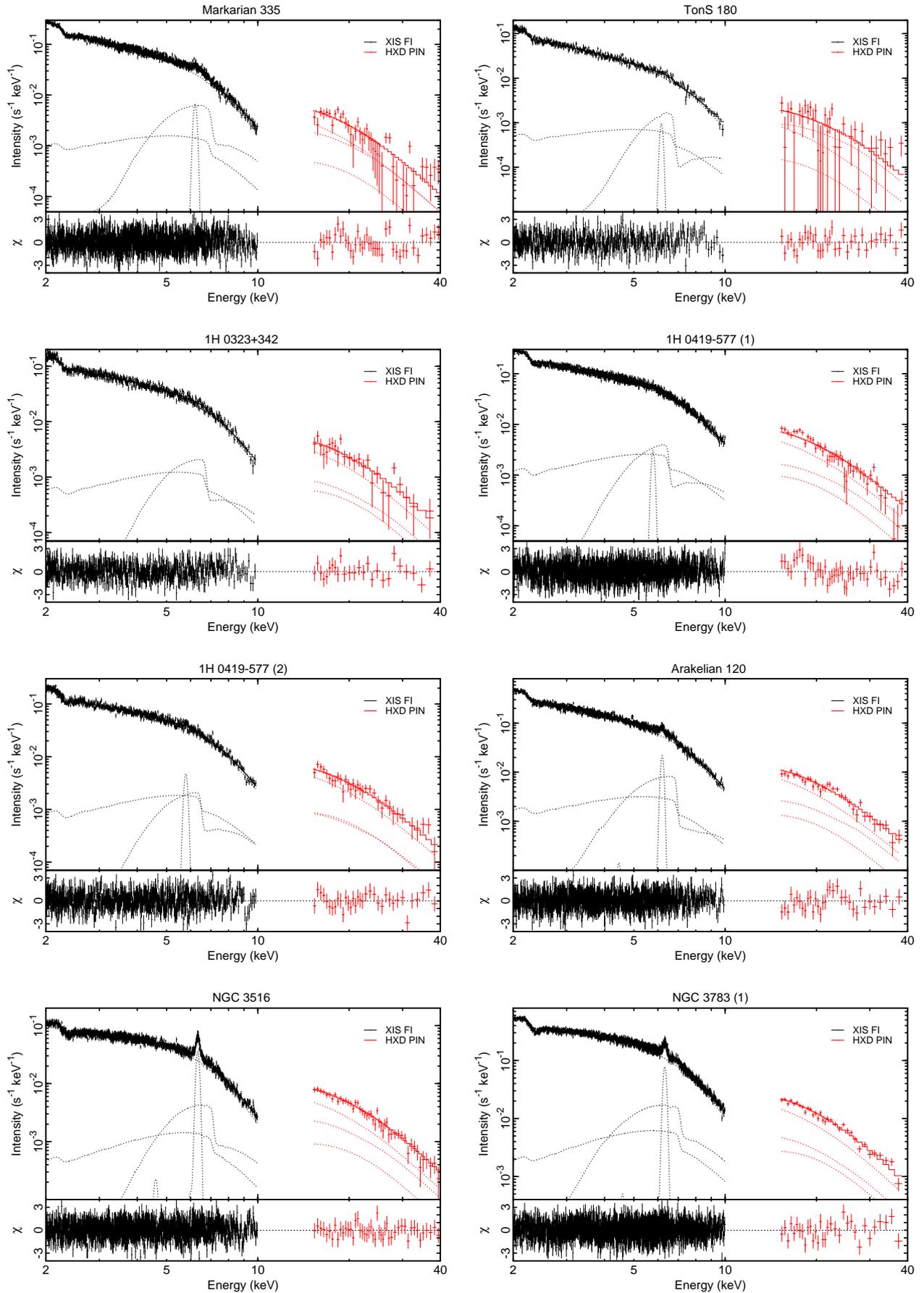
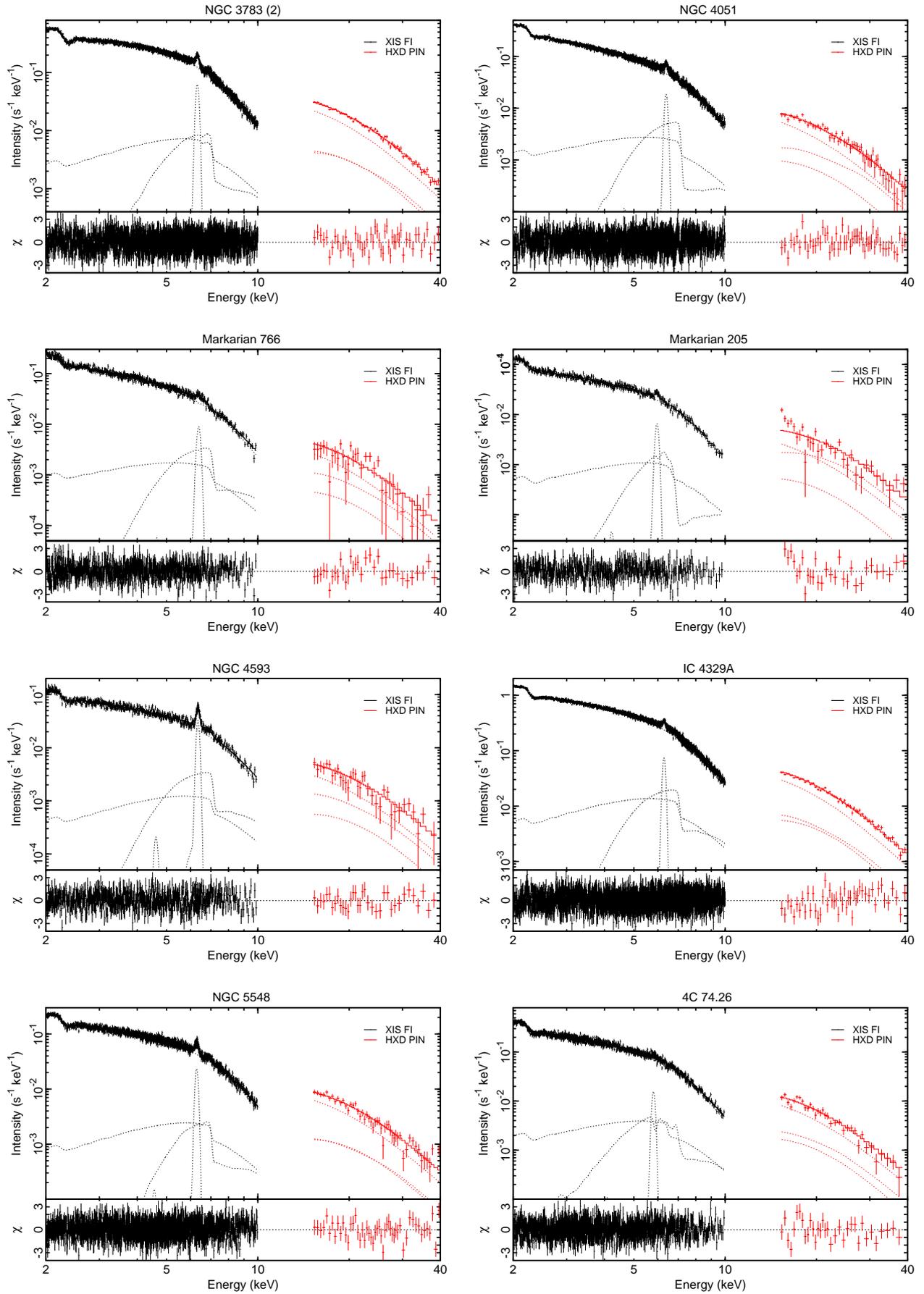
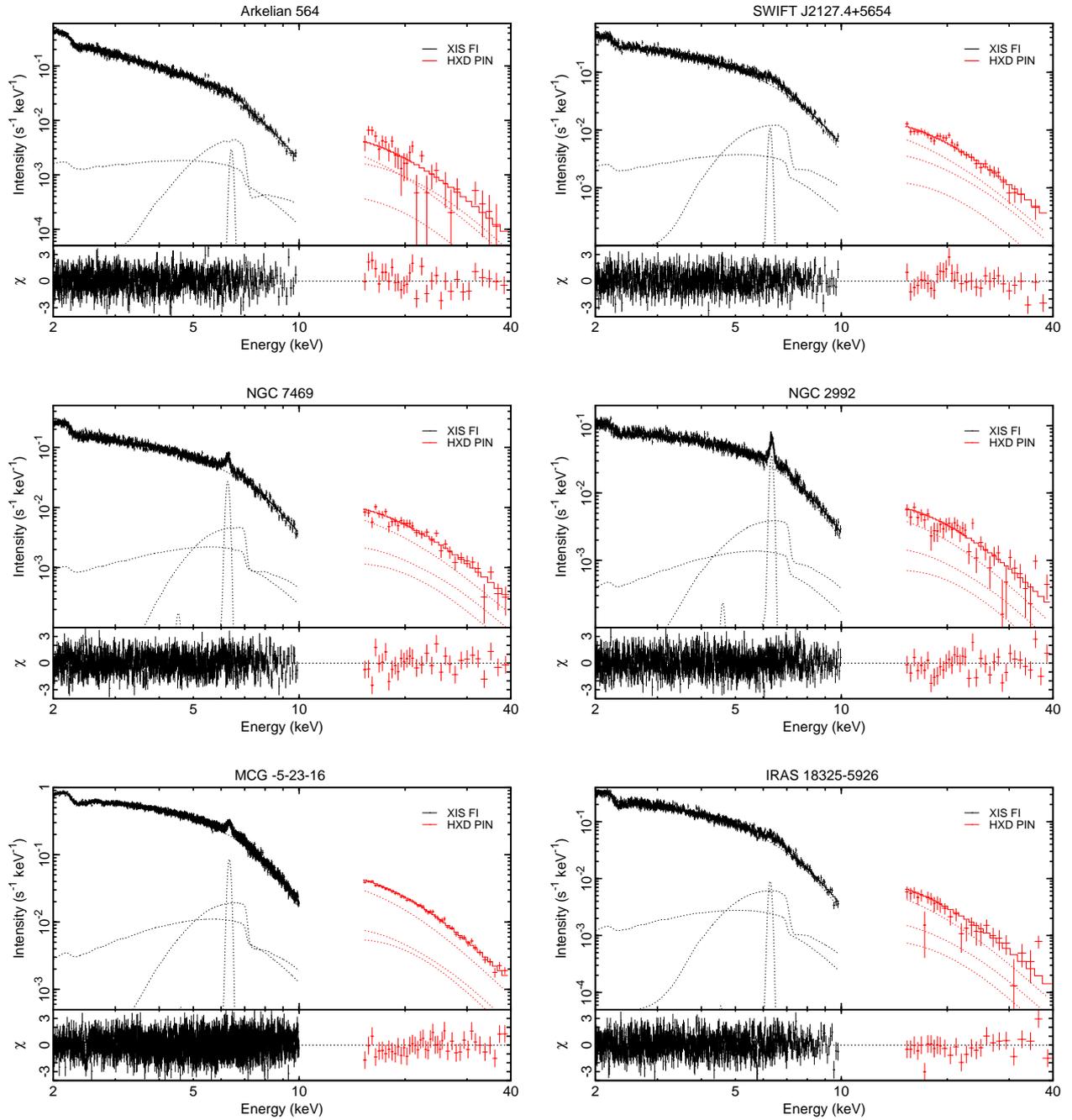


図 5.2 すざく衛星によって得られた 2–40 keV の広帯域スペクトル。VPC モデルが適用可能な天体について、フィット結果を示す。バックグラウンドは引いてある。上段はデータ (十字)、モデル (実線)、モデルの各成分 (点線) を示している。下段はモデルのデータからの残差である。



☒ 5.2 *continued.*



☒ 5.2 continued.

表 5.1: 時間平均スペクトルフィットのパラメータ*

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
Object	$N_{\text{H,ISM}}$	$N_{\text{H,H}}$ $\log \xi_{\text{H}}$	$N_{\text{H,L}}$ $\log \xi_{\text{L}}$	N_1	N_2	$N_{\text{H,2}}$ $\log \xi_2$	Γ	E_{Fe} EW_{Fe}	I_{Fe} $\text{Re-}\chi^2$ (d.o.f)
Markarian 335	$0.28^{+0.15}_{-0.17}$	< 0.01	< 0.1	$7.77^{+0.51}_{-0.55}$	$7.66^{+2.54}_{-2.06}$	$1.79^{+0.34}_{-0.35}$ $1.90^{+0.10}_{-0.26}$	$2.24^{+0.04}_{-0.05}$	$6.21^{+0.02}_{-0.03}$ 40^{+9}_{-9}	$0.64^{+0.14}_{-0.14}$ 1.07 (1167)
TonS180	< 0.01	< 0.01	< 0.1	$3.53^{+0.13}_{-0.13}$	$9.86^{+4.43}_{-4.11}$	$4.51^{+0.86}_{-1.85}$ $2.04^{+0.30}_{-0.68}$	$2.35^{+0.03}_{-0.03}$	$6.16^{(fixed)}$ < 32	$0.08^{+0.10}_{-0.08}$ (425)
1H 0323+342	< 0.01	< 0.01	< 0.1	$3.33^{+0.14}_{-0.14}$	$1.44^{+0.95}_{-0.87}$	$1.81^{+2.81}_{-0.44}$ $1.40^{+0.80}_{-0.09}$	$1.90^{+0.04}_{-0.04}$	$6.40^{(fixed)}$ < 17	$0.01^{+0.18}_{-0.01}$ (498)
1H 0419-577 (1)	< 0.01	$0.23^{+0.60}_{-0.18}$ $3.47^{+0.44}_{-0.24}$	< 0.1	$5.15^{+0.11}_{-0.04}$	$3.00^{+0.73}_{-0.67}$	$2.15^{+0.55}_{-0.17}$ $1.65^{+0.44}_{-0.27}$	$1.86^{+0.02}_{-0.01}$	$5.79^{+0.06}_{-0.05}$ 10^{+5}_{-6}	$0.21^{+0.13}_{-0.13}$ (1280)
1H 0419-577 (2)	< 0.01	< 0.01	< 0.1	$4.01^{+0.11}_{-0.12}$	$1.17^{+0.68}_{-0.54}$	$1.92^{+1.68}_{-0.52}$ $1.48^{+0.80}_{-0.25}$	$1.83^{+0.03}_{-0.03}$	$5.79^{+0.03}_{-0.03}$ 24^{+9}_{-9}	$0.41^{+0.18}_{-0.18}$ (706)
Arakelian 120	< 0.01	< 0.01	< 0.1	$11.29^{+0.36}_{-0.23}$	$7.90^{+1.76}_{-1.20}$	$2.74^{+0.18}_{-1.08}$ $1.13^{+0.24}_{-1.13}$	$2.02^{+0.03}_{-0.02}$	$6.20^{+0.02}_{-0.01}$ 56^{+11}_{-8}	$1.86^{+0.29}_{-0.27}$ (1068)
NGC 3516	$1.32^{+0.16}_{-0.09}$	$2.64^{+8.65}_{-1.53}$ $3.48^{+0.48}_{-0.08}$	< 0.1	$3.17^{+0.20}_{-0.21}$	$2.17^{+0.61}_{-0.58}$	$1.55^{+0.27}_{-0.19}$ $1.40^{+0.46}_{-0.10}$	$1.69^{+0.04}_{-0.05}$	$6.34^{+0.00}_{-0.00}$ 224^{+13}_{-13}	$3.66^{+0.17}_{-0.17}$ (1153)
NGC 3783 (1)	$0.93^{+0.22}_{-0.13}$	$0.13^{+0.19}_{-0.05}$ $2.94^{+0.20}_{-0.09}$	< 0.1	$11.10^{+0.99}_{-0.53}$	$3.80^{+2.20}_{-0.87}$	$1.31^{+0.32}_{-0.36}$ $1.16^{+0.96}_{-0.41}$	$1.70^{+0.06}_{-0.03}$	$6.33^{+0.01}_{-0.01}$ 117^{+7}_{-9}	$6.34^{+0.36}_{-0.37}$ (1561)
NGC 3783 (2)	$0.27^{+0.44}_{-0.27}$	$0.33^{+0.23}_{-0.15}$ $3.04^{+0.09}_{-0.13}$	$2.51^{+1.02}_{-0.97}$ $1.91^{+0.13}_{-0.10}$	$16.72^{+0.88}_{-0.83}$	$5.85^{+1.65}_{-1.30}$	$1.74^{+0.85}_{-0.27}$ $0.28^{+0.98}_{-0.28}$	$1.74^{+0.03}_{-0.03}$	$6.32^{+0.01}_{-0.00}$ 86^{+7}_{-6}	$6.10^{+0.41}_{-0.34}$ (1789)
NGC 4051	< 0.01	$0.07^{+0.11}_{-0.05}$ $3.20^{+0.18}_{-0.21}$	< 0.1	$8.69^{+0.10}_{-0.14}$	$6.93^{+0.80}_{-0.90}$	$2.34^{+0.71}_{-0.37}$ $0.45^{+0.10}_{-0.05}$	$2.00^{+0.01}_{-0.01}$	$6.39^{+0.01}_{-0.01}$ 63^{+6}_{-6}	$1.50^{+0.13}_{-0.13}$ (1666)
Markarian 205	$0.33^{+0.31}_{-0.33}$	< 0.01	< 0.1	$3.40^{+0.46}_{-0.46}$	$6.55^{+3.21}_{-2.44}$	$5.11^{+1.54}_{-0.41}$ $2.87^{+0.09}_{-0.56}$	$1.98^{+0.09}_{-0.10}$	$5.97^{+0.03}_{-0.03}$ 65^{+15}_{-23}	$0.71^{+0.18}_{-0.18}$ (425)
Markarian 766	$0.18^{+0.45}_{-0.18}$	< 0.01	$2.66^{+2.36}_{-2.66}$ $2.16^{+0.31}_{-0.57}$	$6.70^{+0.85}_{-0.35}$	$5.08^{+2.55}_{-2.09}$	$2.15^{+2.32}_{-0.66}$ $1.55^{+0.74}_{-1.55}$	$2.16^{+0.07}_{-0.09}$	$6.39^{+0.02}_{-0.03}$ 62^{+61}_{-27}	$1.06^{+0.39}_{-0.33}$ (663)
NGC 4593	$0.43^{+0.17}_{-0.14}$	< 0.01	< 0.1	$2.44^{+0.25}_{-0.22}$	$1.69^{+0.90}_{-0.69}$	$1.80^{+1.07}_{-0.36}$ $1.40^{+0.50}_{-0.34}$	$1.73^{+0.06}_{-0.06}$	$6.35^{+0.01}_{-0.01}$ 222^{+18}_{-22}	$2.56^{+0.18}_{-0.19}$ (600)

(continued.)

表 5.1: 時間平均スペクトルフィットのパラメータ*

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	
Object	$N_{\text{H,ISM}}$	$N_{\text{H,H}}$	$N_{\text{H,L}}$	N_1	N_2	$N_{\text{H,2}}$	Γ	E_{Fe}	$\text{Re-}\chi^2$	
		$\log \xi_{\text{H}}$	$\log \xi_{\text{L}}$			$\log \xi_2$		E_{Fe}	(d.o.f)	
IC 4329A	$0.61^{+0.09}_{-0.04}$	< 0.01	< 0.1	$32.84^{+0.47}_{-0.49}$	$12.35^{+1.90}_{-1.13}$	$1.62^{+0.27}_{-0.07}$ $1.49^{+0.23}_{-0.52}$	$1.85^{+0.01}_{-0.02}$	$6.29^{+0.01}_{-0.01}$	$5.62^{+0.45}_{-0.42}$ 47^{+3}_{-4}	1.01 (1877)
NGC 5548	$0.41^{+0.05}_{-0.09}$	$0.13^{+0.07}_{-0.05}$ $2.97^{+0.17}_{-0.08}$	< 0.1	$4.25^{+0.25}_{-0.09}$	$1.43^{+0.27}_{-0.27}$	$1.63^{+0.30}_{-0.32}$ $0.36^{+0.04}_{-0.05}$	$1.67^{+0.03}_{-0.03}$	$6.29^{+0.01}_{-0.01}$	$1.78^{+0.15}_{-0.14}$ 87^{+3}_{-13}	1.05 (1435)
4C 74.26	$0.59^{+0.18}_{-0.18}$	< 0.01	< 0.1	$11.75^{+0.95}_{-0.85}$	$5.03^{+2.70}_{-2.11}$	$2.72^{+0.61}_{-0.39}$ $2.66^{+0.12}_{-0.15}$	$1.98^{+0.05}_{-0.05}$	$5.81^{+0.03}_{-0.03}$	$1.32^{+0.31}_{-0.30}$ 34^{+7}_{-8}	1.05 (1007)
Arakelian 564	$0.22^{+0.22}_{-0.18}$	$0.44^{+3.87}_{-0.41}$ $3.38^{+0.68}_{-1.16}$	< 0.1	$16.71^{+1.12}_{-1.63}$	$23.51^{+10.38}_{-8.03}$	$2.78^{+1.42}_{-0.56}$ $1.99^{+0.34}_{-0.48}$	$2.60^{+0.07}_{-0.06}$	$6.43^{+0.06}_{-0.20}$	$0.28^{+0.48}_{-0.21}$ 18^{+13}_{-15}	0.98 (770)
SWIFT J2127.4	$1.57^{+0.24}_{-0.25}$	< 0.01	< 0.1	$17.13^{+1.65}_{-1.70}$	$12.13^{+6.06}_{-4.48}$	$1.66^{+0.37}_{-0.42}$ $1.95^{+0.20}_{-0.74}$	$2.17^{+0.07}_{-0.07}$	$6.28^{+0.04}_{-0.04}$	$0.98^{+0.44}_{-0.44}$ 26^{+10}_{-12}	0.94 (645)
NGC 7469	$0.22^{+0.16}_{-0.22}$	$0.07^{+0.37}_{-0.07}$ $2.99^{+0.41}_{-0.32}$	< 0.1	$5.94^{+0.34}_{-0.35}$	$3.08^{+1.35}_{-1.21}$	$1.64^{+1.06}_{-0.28}$ $1.42^{+0.58}_{-0.44}$	$1.83^{+0.03}_{-0.03}$	$6.27^{+0.01}_{-0.01}$	$2.47^{+0.25}_{-0.25}$ 107^{+11}_{-13}	0.93 (875)
NGC 2992	$1.84^{+0.14}_{-0.24}$	< 0.01	< 0.1	$3.34^{+0.24}_{-0.32}$	$1.80^{+0.66}_{-0.69}$	$1.30^{+0.48}_{-0.22}$ $1.39^{+0.37}_{-0.41}$	$1.80^{+0.04}_{-0.07}$	$6.34^{+0.01}_{-0.00}$	$3.11^{+0.17}_{-0.17}$ 218^{+14}_{-15}	1.05 (860)
MCG -5-23-16	$2.40^{+0.06}_{-0.08}$	< 0.01	< 0.1	$29.65^{+0.68}_{-0.94}$	$11.08^{+1.46}_{-2.14}$	$1.50^{+0.14}_{-0.12}$ $1.39^{+0.12}_{-0.06}$	$1.85^{+0.01}_{-0.02}$	$6.33^{+0.01}_{-0.01}$	$7.35^{+0.42}_{-0.42}$ 68^{+4}_{-4}	1.08 (1829)
IRAS 18325	$2.48^{+0.21}_{-0.22}$	< 0.01	< 0.1	$19.83^{+1.32}_{-1.80}$	$10.35^{+4.37}_{-3.91}$	$1.57^{+0.30}_{-0.53}$ $1.90^{+0.16}_{-1.30}$	$2.41^{+0.06}_{-0.06}$	$6.28^{+0.03}_{-0.03}$	$0.80^{+0.30}_{-0.30}$ 29^{+12}_{-11}	1.02 (817)

* エラーはすべて、90%の不確実性を表している。各列の意味は次の通りである。(1) 天体名、(2) 星間吸収量を表す水素柱密度 (10^{22} cm^{-2})、(3) W_{H} の水素柱密度 (10^{23} cm^{-2}) と電離度、(4) W_{L} の水素柱密度 (10^{22} cm^{-2}) と電離度、(5) 直接成分の規格化定数 ($10^{-3} \text{ photons s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ at 1 keV)、(6) 部分吸収成分の規格化定数 ($10^{-3} \text{ photons s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ at 1 keV)、(7) W_2 の水素柱密度 (10^{24} cm^{-2}) と電離度、(8) べき型関数の光子指数、(9) 鉄輝線の中心エネルギー (keV)、強度 ($10^{-5} \text{ photons s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$)、等価幅 (eV)、(12) reduced chi-square と自由度。

5.3 強度別スライススペクトル

以下では強度別スライススペクトルのスペクトル解析について述べる。我々は、時間平均スペクトルに対して VPC モデルが適用できた 22 天体について、強度別スライススペクトルのモデルフィットを行った。スペクトルは、各強度のカウント数が均等になるように閾値 (図 5.1 赤線) を決めて作成した。強度が小さいものから順にスライス 1-4 とする。

VPC モデルでは、スペクトルフィットの際、各スライスで共通のフリーパラメータは、 $N_{\text{H,ISM}}$, $W_H(\xi_H)$, $W_L(\xi_L)$, $W_2(\xi_2)$, $P(\Gamma)$, N である。また、スライス間で異なるフリーパラメータは、カバーリングファクター $\alpha = (N_2/N)$ のみである。直接成分 N_1 、部分吸収成分 N_2 、低電離吸収体の水素柱密度 $N_{\text{H,L}}$ は、それぞれ $N_1 = (1 - \alpha)N$, $N_2 = \alpha N$, $N_{\text{H,L}} = \alpha N_{\text{H,L}}^{(fixed)}$ と表される。その他のパラメータは、時間平均スペクトルのベストフィットの値で固定した。反射成分 N_3 は、時間平均スペクトルの直接成分 $\langle N_1 \rangle$ の値を用いて、 $N_3 = 0.3 \times \langle N_1 \rangle$ とした。

VPC モデルにおいて、観測されるスペクトル変動は部分吸収体が X 線源を隠す割合が変化するために生じ、観測中に全 X 線強度 N は一定、と仮定している。しかし、天体によっては強度が変動し、 N が一定でない可能性もある。実際に MCG-6-30-15 の場合、強度が最大のスライススペクトルだけは N を変化させる必要があった (Miyakawa et al. 2011)。そこで我々は、まず N 一定の仮定のもとスペクトルフィットを行い、 N を変える必要があるかを調べた。その結果、Markarian 766 はスライス 1-3 とスライス 4、NGC 5548 はスライス 1-2 とスライス 3-4 の間で N を変える必要があった。その他の天体の N は一定である。

スペクトルフィットのパラメータを表 5.2 に、XIS (2-10 keV) と HXD PIN (15-40 keV) のスライススペクトルを図 5.3 にそれぞれ示す。 N を変化させる必要があった 2 天体を除き、20 天体全てについてカバーリングファクター α の変化のみでスペクトル強度変動を説明することができた。

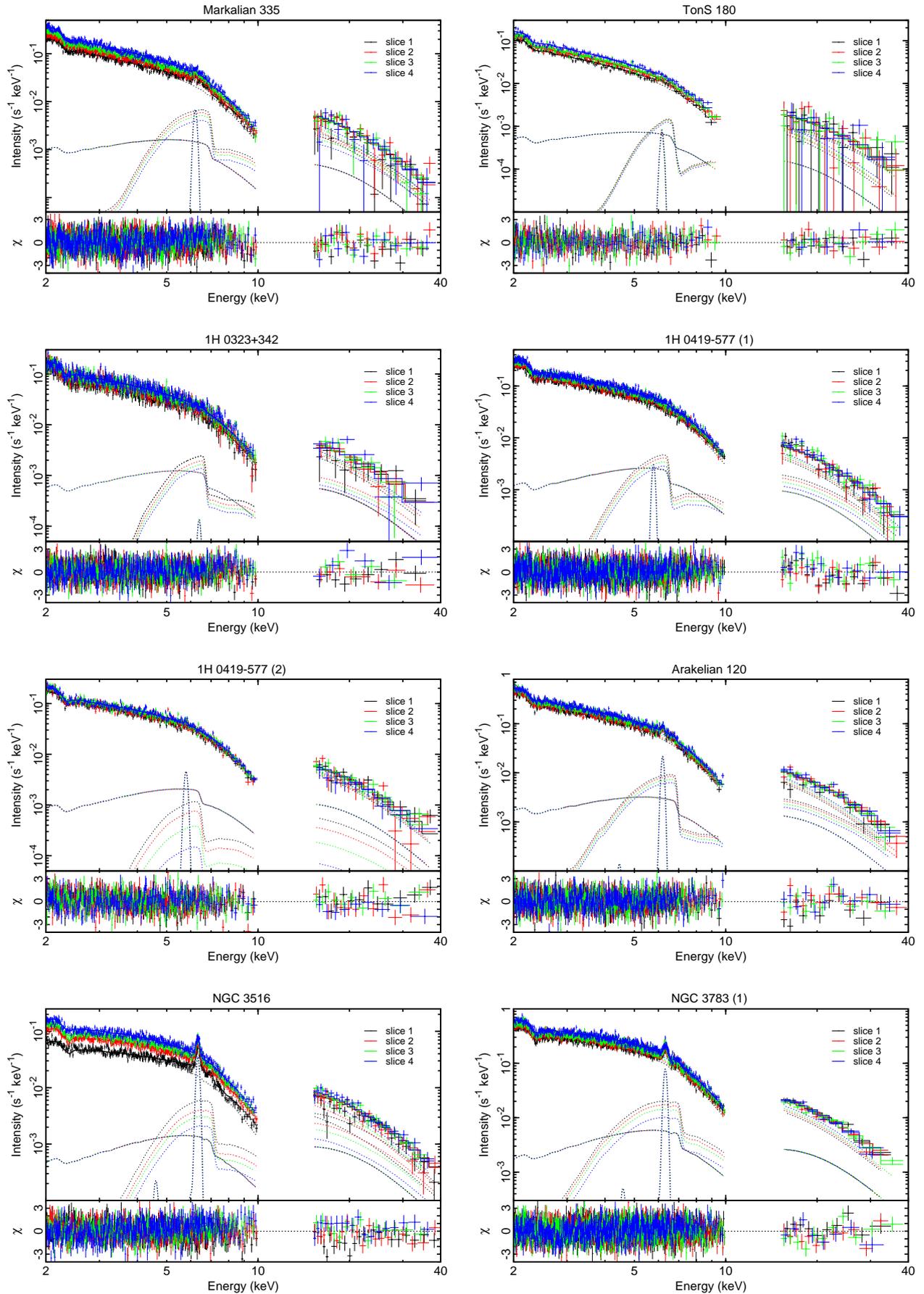
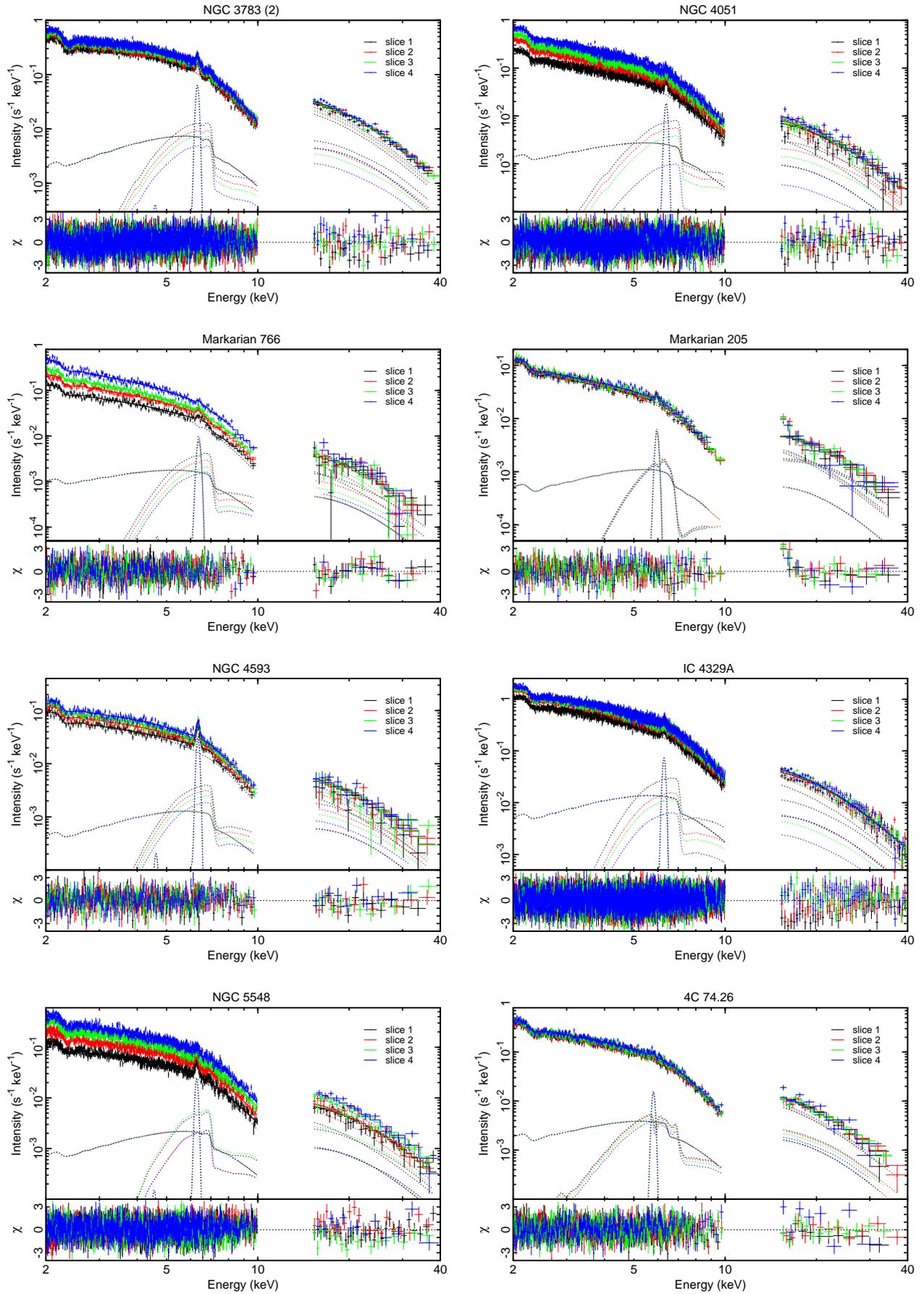


図 5.3 すざく衛星によって得られた 2–40 keV の強度別スライススペクトル。バックグラウンドは引いてある。上段はデータ (十字)、モデル (実線)、モデルの各成分 (点線) を示している。強度が小さいものから順に、黒、赤、緑、青を表している。下段はモデルのデータからの残差である。



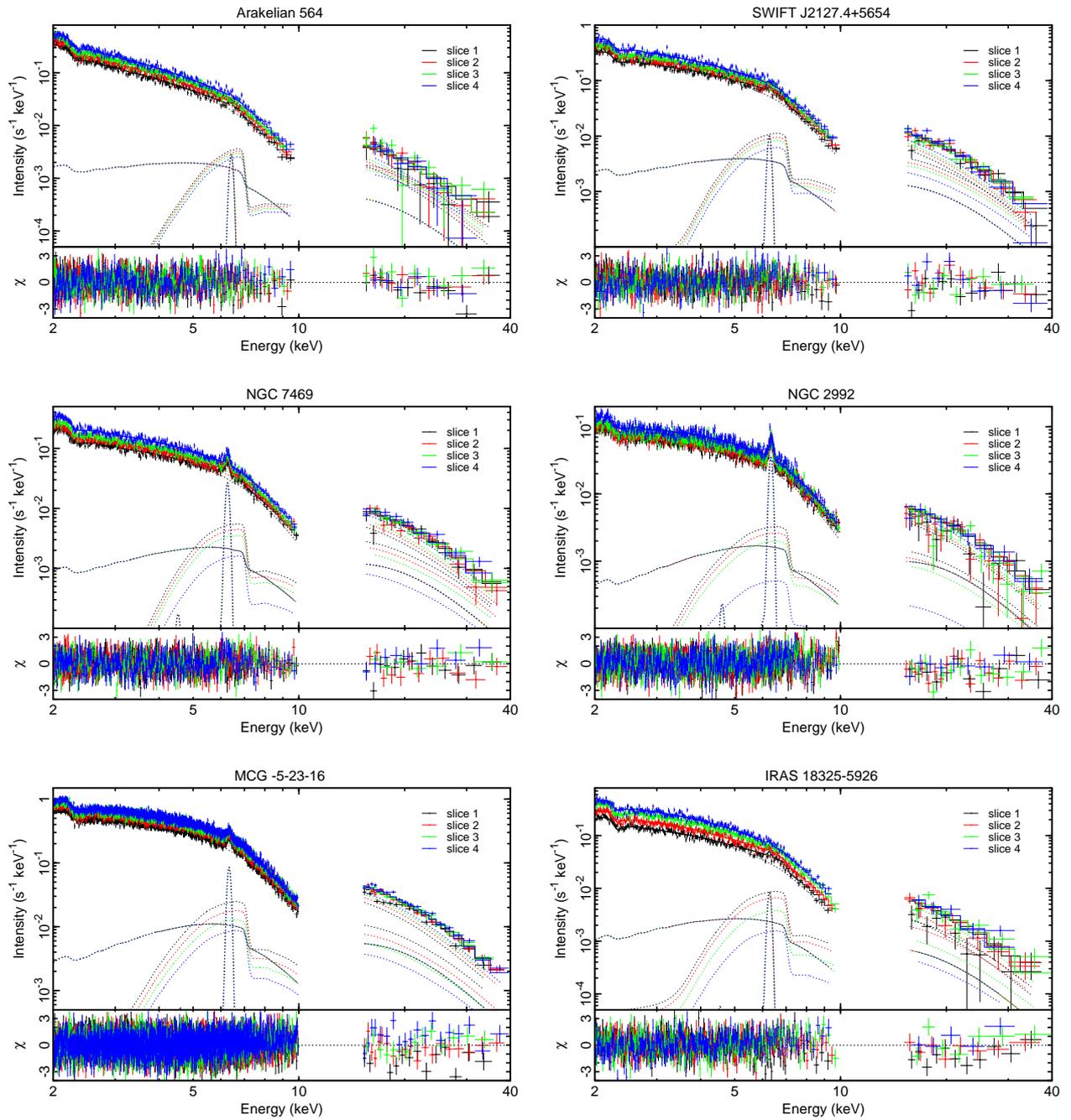
☒ 5.3 *continued.*

表 5.2: 強度別スライススペクトルフィットのパラメータ*

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
Object	$N_{H,ISM}$	$N_{H,H}$ $\log \xi_H$	N	α_1 α_2 α_3 α_4	$N_{H,L}^{(fixed)}$ $\log \xi_L$	$N_{H,2}$ $\log \xi_2$	P	$Re-\chi^2$ (d.o.f)
Markarian 335	$0.20^{+0.08}_{-0.08}$	< 0.01	1.48	$0.61^{+0.11}_{-0.09}$	< 0.1	1.79	$2.19^{+0.02}_{-0.01}$	1.03 (1709)
				$0.53^{+0.13}_{-0.11}$				
				$0.46^{+0.16}_{-0.12}$				
				$0.35^{+0.19}_{-0.14}$				
TonS 180	< 0.01	< 0.01	1.33	$0.78^{+0.08}_{-0.08}$	< 0.1	4.51	$2.33^{+0.03}_{-0.03}$	0.90 (476)
				$0.74^{+0.09}_{-0.09}$				
				$0.73^{+0.10}_{-0.10}$				
				$0.67^{+0.12}_{-0.12}$				
1H0323+342	< 0.01	< 0.01	0.51	$0.46^{+0.09}_{-0.10}$	< 0.1	1.81	$1.89^{+0.02}_{-0.01}$	0.97 (1357)
				$0.37^{+0.11}_{-0.10}$				
				$0.31^{+0.12}_{-0.12}$				
				$0.26^{+0.13}_{-0.13}$				
1H0419-577 (1)	< 0.01	0.23 $3.51^{+0.37}_{-0.16}$	0.80	$0.44^{+0.04}_{-0.03}$	< 0.1	2.15	$1.86^{+0.01}_{-0.01}$	1.01 (1877)
				$0.38^{+0.05}_{-0.06}$				
				$0.32^{+0.05}_{-0.08}$				
				$0.27^{+0.06}_{-0.08}$				
1H0419-577 (2)	< 0.01	< 0.01	0.53	$0.31^{+0.09}_{-0.13}$	< 0.1	1.92	$1.83^{+0.01}_{-0.01}$	1.07 (867)
				$0.26^{+0.08}_{-0.11}$				
				$0.21^{+0.09}_{-0.12}$				
				$0.19^{+0.12}_{-0.13}$				
Arakelian 120	< 0.01	< 0.01	1.90	$0.48^{+0.08}_{-0.08}$	< 0.1	2.74	$2.01^{+0.01}_{-0.01}$	1.00 (1383)
				$0.44^{+0.09}_{-0.09}$				
				$0.38^{+0.10}_{-0.10}$				
				$0.33^{+0.11}_{-0.11}$				

(continued.)

表 5.2: 強度別スライススペクトルフィットのパラメータ*

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	
Object	$N_{\text{H,ISM}}$	$N_{\text{H,H}}$ $\log \xi_{\text{H}}$	N	α_1 α_2 α_3 α_4	$N_{\text{H,L}}^{(\text{fixed})}$ $\log \xi_{\text{L}}$	$N_{\text{H,2}}$ $\log \xi_2$	P	$\text{Re-}\chi^2$ (d.o.f)	
NGC 3516	$1.45^{+0.06}_{-0.08}$	2.64	0.58	$0.64^{+0.02}_{-0.08}$	< 0.1	1.55	$1.70^{+0.01}_{-0.01}$	1.12 (1448)	
		$3.48^{+0.21}_{-0.13}$		$0.32^{+0.07}_{-0.07}$					$1.65^{+0.01}_{-0.03}$
NGC 3783 (1)	$1.09^{+0.07}_{-0.07}$	0.13	1.69	$0.39^{+0.09}_{-0.09}$	< 0.1	1.31	$1.73^{+0.01}_{-0.01}$	1.05 (2447)	
		$2.94^{+0.10}_{-0.08}$		$0.33^{+0.10}_{-0.05}$					$1.35^{+0.19}_{-0.06}$
				$0.28^{+0.11}_{-0.11}$					
NGC 3783 (2)	$1.30^{+0.06}_{-0.14}$	0.33	2.10	$0.36^{+0.07}_{-0.09}$	3.39	1.74	$1.72^{+0.01}_{-0.01}$	1.04 (4417)	
		$3.07^{+0.07}_{-0.12}$		$0.26^{+0.07}_{-0.07}$					$0.24^{+0.04}_{-0.04}$
				$0.20^{+0.08}_{-0.11}$					$2.28 <$
NGC 4051	< 0.01	0.07	1.55	$0.66^{+0.03}_{-0.01}$	< 0.1	2.34	$2.00^{+0.01}_{-0.01}$	1.10 (4870)	
		$3.20^{+0.18}_{-0.08}$		$0.47^{+0.09}_{-0.04}$					$0.43^{+0.02}_{-0.02}$
				$0.32^{+0.15}_{-0.10}$					
Markarian 205	$0.26^{+0.17}_{-0.16}$	< 0.01	0.92	$0.67^{+0.16}_{-0.15}$	< 0.1	5.11	$1.97^{+0.02}_{-0.02}$	1.21 (479)	
				$0.64^{+0.17}_{-0.16}$					$2.86^{+0.09}_{-0.58}$
				$0.62^{+0.18}_{-0.16}$					
Markarian 766	$0.10^{+0.19}_{-0.09}$	< 0.01	1.12	$0.62^{+0.15}_{-0.14}$	7.59	2.15	$2.15^{+0.02}_{-0.01}$	1.08 (812)	
				$0.44^{+0.23}_{-0.19}$					$2.16^{+0.12}_{-0.03}$
				$0.31^{+0.27}_{-0.21}$					
			1.44	$0.18^{+0.39}_{-0.08}$					

(continued.)

表 5.2: 強度別スライススペクトルフィットのパラメータ*

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
Object	$N_{H,ISM}$	$N_{H,H}$ $\log \xi_H$	N	α_1 α_2 α_3 α_4	$N_{H,L}^{(fixed)}$ $\log \xi_L$	$N_{H,2}$ $\log \xi_2$	P	$Re-\chi^2$ (d.o.f)
NGC 4593	$0.46^{+0.10}_{-0.14}$	< 0.01	0.43	$0.57^{+0.07}_{-0.15}$ $0.46^{+0.08}_{-0.18}$ $0.37^{+0.09}_{-0.20}$ $0.27^{+0.06}_{-0.08}$	< 0.1	1.80 $1.65^{+0.10}_{-0.23}$	$1.72^{+0.02}_{-0.01}$	0.97 (699)
IC 4329A	$0.61^{+0.02}_{-0.03}$	< 0.01	4.40	$0.45^{+0.03}_{-0.02}$ $0.23^{+0.03}_{-0.03}$ $0.17^{+0.03}_{-0.03}$ $0.09^{+0.03}_{-0.04}$	< 0.1	1.62 $1.65^{+0.02}_{-0.03}$	$1.84^{+0.00}_{-0.00}$	1.04 (6262)
NGC 5548	$0.62^{+0.05}_{-0.05}$	0.13 $2.94^{+0.16}_{-0.05}$	0.59 1.00	$0.55^{+0.04}_{-0.03}$ $0.24^{+0.06}_{-0.05}$ $0.37^{+0.05}_{-0.04}$ $0.14^{+0.06}_{-0.06}$	< 0.1	1.63 $0.36^{+0.01}_{-0.01}$	$1.70^{+0.01}_{-0.01}$	1.00 (3024)
4C 74.26	$0.61^{+0.09}_{-0.09}$	< 0.01	1.70	$0.35^{+0.16}_{-0.16}$ $0.33^{+0.17}_{-0.16}$ $0.29^{+0.18}_{-0.17}$ $0.24^{+0.19}_{-0.19}$	< 0.1	2.72 $2.66^{+0.05}_{-0.10}$	$1.98^{+0.01}_{-0.01}$	1.03 (1272)
Arakelian 564	$0.09^{+0.06}_{-0.09}$	0.44 $3.46^{+1.27}_{-0.27}$	3.88	$0.69^{+0.14}_{-0.09}$ $0.62^{+0.17}_{-0.12}$ $0.56^{+0.20}_{-0.13}$ $0.48^{+0.24}_{-0.15}$	< 0.1	2.78 $1.65^{+0.25}_{-0.10}$	$2.55^{+0.02}_{-0.01}$	1.05 (969)
SWIFT J2127.4	$1.50^{+0.11}_{-0.11}$	< 0.01	2.54	$0.48^{+0.16}_{-0.14}$ $0.39^{+0.19}_{-0.16}$ $0.32^{+0.21}_{-0.18}$ $0.19^{+0.26}_{-0.21}$	< 0.1	1.66 $1.65^{+0.15}_{-0.24}$	$2.12^{+0.02}_{-0.01}$	1.00 (783)

(continued.)

表 5.2: 強度別スライススペクトルフィットのパラメータ *

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
Object	$N_{H,ISM}$	$N_{H,H}$ $\log \xi_H$	N	α_1 α_2 α_3 α_4	$N_{H,L}^{(fixed)}$ $\log \xi_L$	$N_{H,2}$ $\log \xi_2$	P	$Re-\chi^2$ (d.o.f)
NGC 7469	$0.23^{+0.08}_{-0.09}$	0.07 $3.02^{+0.38}_{-0.23}$	0.91	$0.48^{+0.06}_{-0.07}$ $0.39^{+0.06}_{-0.11}$ $0.31^{+0.08}_{-0.14}$ $0.15^{+0.12}_{-0.21}$	< 0.1 —	1.64 $1.64^{+0.06}_{-0.13}$	$1.83^{+0.01}_{-0.01}$	0.93 (1076)
NGC 2992	$1.71^{+0.06}_{-0.14}$	< 0.01 —	0.46	$0.42^{+0.10}_{-0.15}$ $0.36^{+0.08}_{-0.15}$ $0.29^{+0.07}_{-0.16}$ $0.15^{+0.08}_{-0.21}$	< 0.1 —	1.30 $1.65^{+0.03}_{-0.26}$	$1.73^{+0.01}_{-0.01}$	1.03 (1660)
MCG -5-23-16	$2.40^{+0.02}_{-0.06}$	< 0.01 —	4.11	$0.42^{+0.03}_{-0.02}$ $0.31^{+0.03}_{-0.03}$ $0.23^{+0.04}_{-0.03}$ $0.17^{+0.03}_{-0.03}$	< 0.1 —	1.50 $0.36^{+0.02}_{-0.04}$	$1.85^{+0.00}_{-0.00}$	1.09 (4692)
IRAS 18325	$2.54^{+0.08}_{-0.08}$	< 0.01 —	3.19	$0.57^{+0.04}_{-0.07}$ $0.43^{+0.06}_{-0.06}$ $0.23^{+0.10}_{-0.07}$ $0.08^{+0.13}_{-0.08}$	< 0.1 —	1.57 $1.65^{+0.03}_{-0.05}$	$2.40^{+0.01}_{-0.01}$	1.09 (980)

* エラーはすべて、90%の不確定性を表している。各列の意味は次の通りである。(1) 天体名、(2) 星間吸収量を表す水素柱密度 (10^{22} cm^{-2})、(3) W_H の水素柱密度 (10^{23} cm^{-2}) と電離度、(4) 全強度 N ($10^{-2} \text{ photons s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ at 1 keV)、(5) 各強度スライスのカパーリングファクター、(6) W_L の水素柱密度 (10^{22} cm^{-2}) と電離度、(7) W_2 の水素柱密度 (10^{24} cm^{-2}) と電離度、(8) べき型関数の光子指数、(9) reduced カイ二乗と自由度。

5.4 時系列スライススペクトル

最後に、時系列スライススペクトルのスペクトル解析について述べる。対象とする天体は、時間平均スペクトルと強度別スライススペクトルに対して VPC モデルが適用できた 22 天体である。スペクトルは、すざくの 4 軌道周期 ($96 \text{ min} \times 4 \sim 2.3 \times 10^4 \text{ s}$, 図 5.1 青線) を 1 ビンとして作成した。スペクトル解析には、4 軌道周期分の観測時間を満たすものだけを使用し、条件を満たさないデータは使用しなかった。

まず我々は、時系列スペクトルに対しても N が一定であるかを確認した。スペクトルフィットにおけるパラメータの扱いは、5.3 節と同様である。その結果、時系列スペクトルについては、NGC 5548 のみ N が大きく変化するピンが複数あった。その他の天体の N は一定でフィットできた。Markarian 766 については、強度別スライススペクトルのフィットでは N を 20% 程度変化させる必要があったが、時系列スライスでは統計が悪いため、 N を一定としてもフィットできた。

図 5.4 に、スペクトルフィットによって得られた各ピンでのカバーリングファクター α を赤い丸で、1 ビンあたり $2.3 \times 10^4 \text{ s}$ の 0.2–12 keV におけるライトカーブを黒い四角で示す。NGC 5548 については、図 5.5 に示す。ライトカーブが増加すると α は減少し、ライトカーブが減少すると α が増加するのが見て取れる。

また、2–10keV を 15 個のエネルギー範囲に分けて、1 ビンあたり $2.3 \times 10^4 \text{ s}$ の RMS スペクトルを作成した。RMS スペクトルは式 (2.14) を用いて計算した。図 5.6 に 2–10 keV の RMS スペクトルを示す。黒い四角が観測データから計算された RMS スペクトルを示し、赤い実線が時系列スペクトルのベストフィットモデルから計算された RMS スペクトルを表す。すべての天体について、観測とモデルがよく一致していることがわかる。

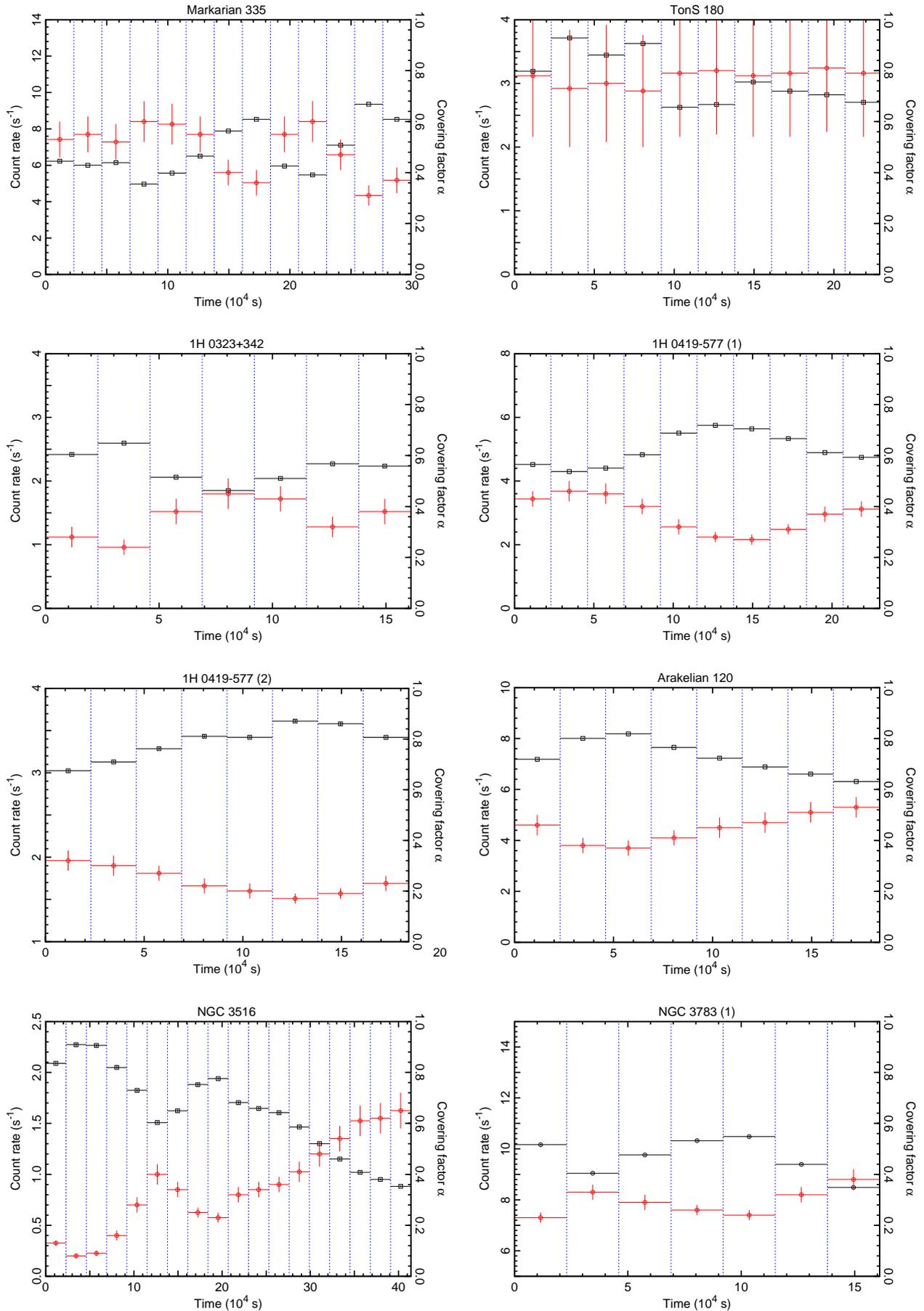
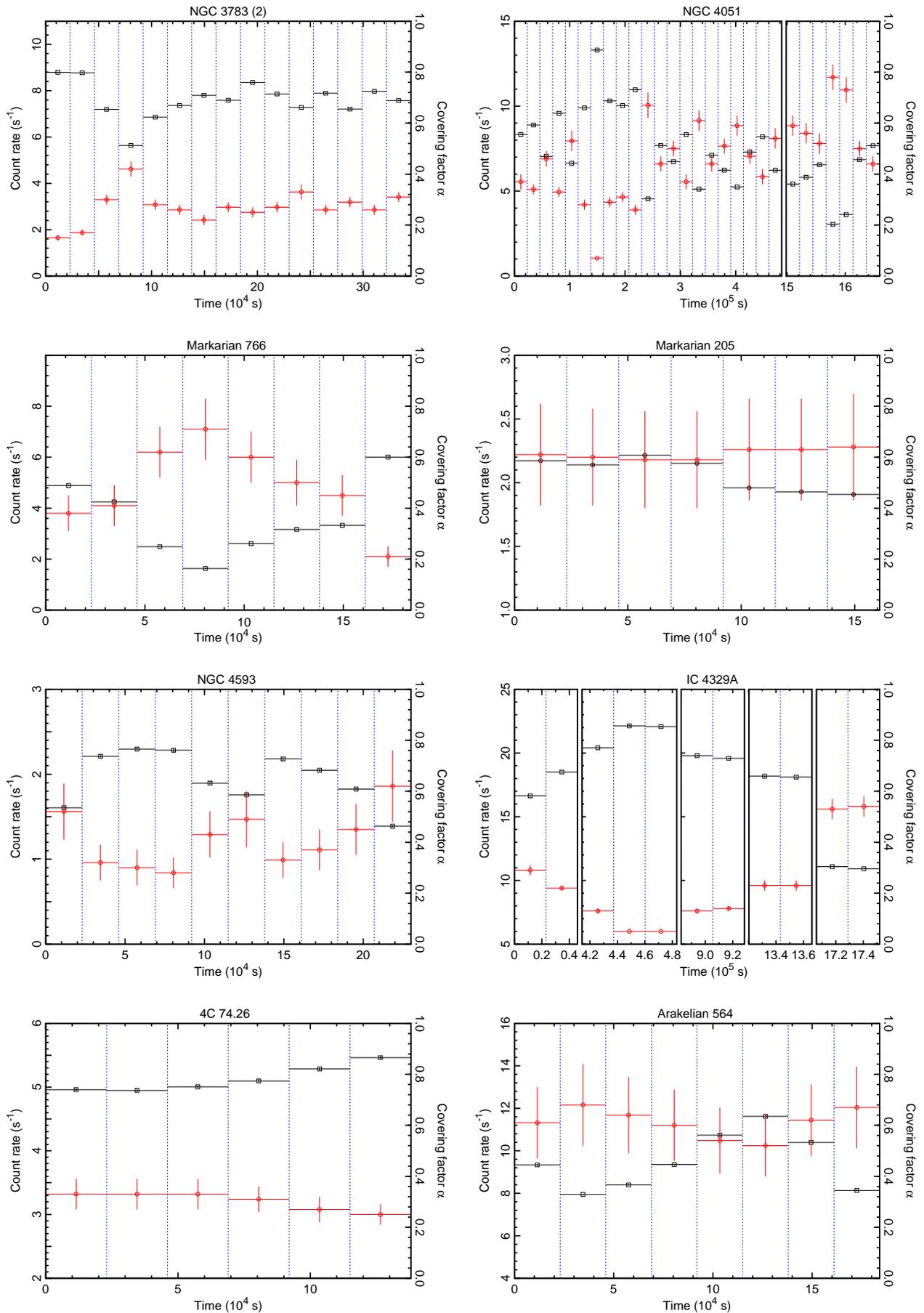
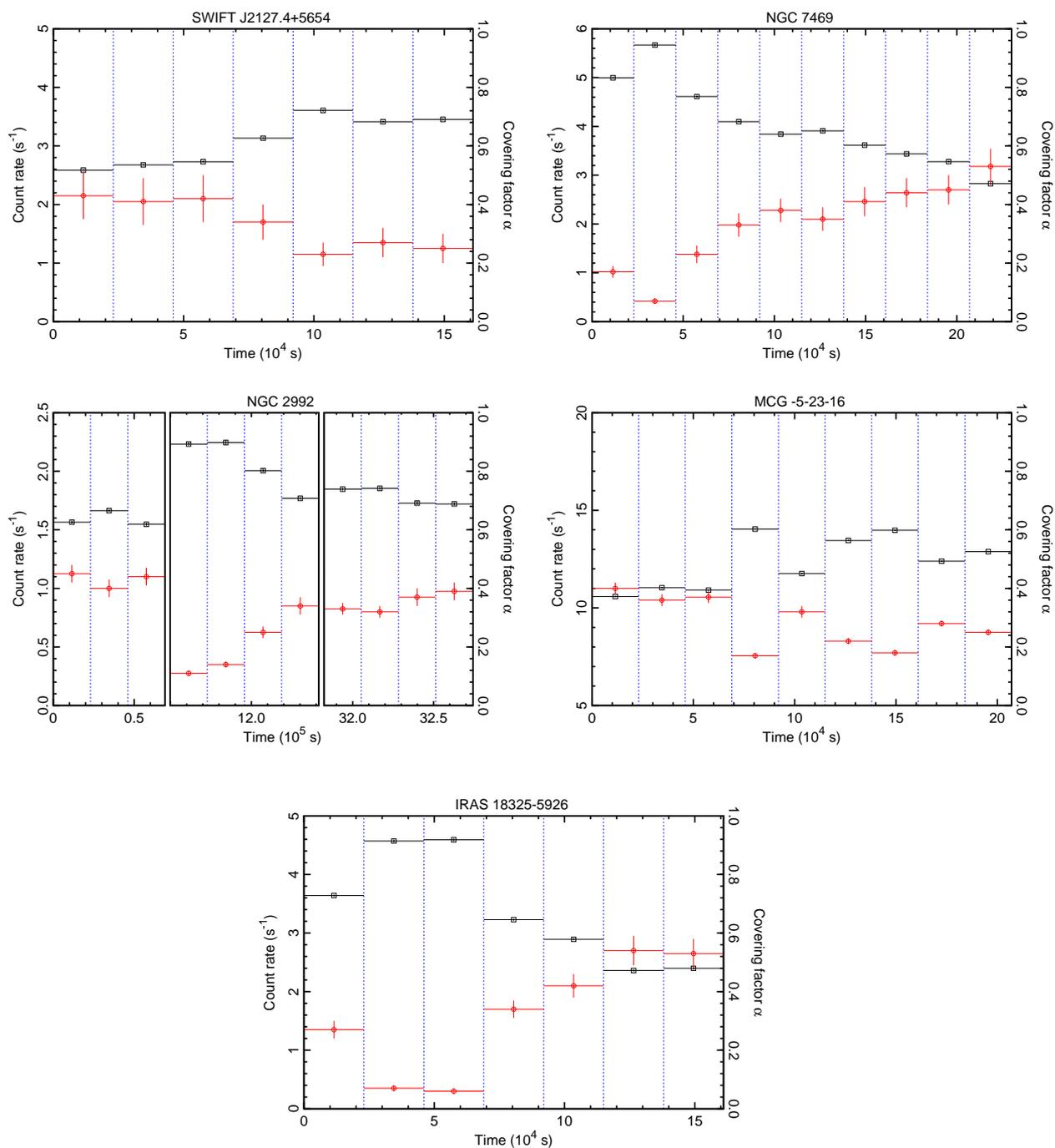


図 5.4 すざく衛星によって得られた 0.2–12 keV のライトカーブと、時系列スペクトルを VPC モデルでフィットして得られたカバーリングファクター α の時系列変化。黒い四角がすべての XIS を足したライトカーブのカウントレート、赤い丸がカバーリングファクターを表す。1 ピンはすざくの 4 軌道周期 ($96 \text{ min} \times 4 \sim 2.3 \times 10^4 \text{ s}$) である。



☒ 5.4 continued.



☒ 5.4 continued.

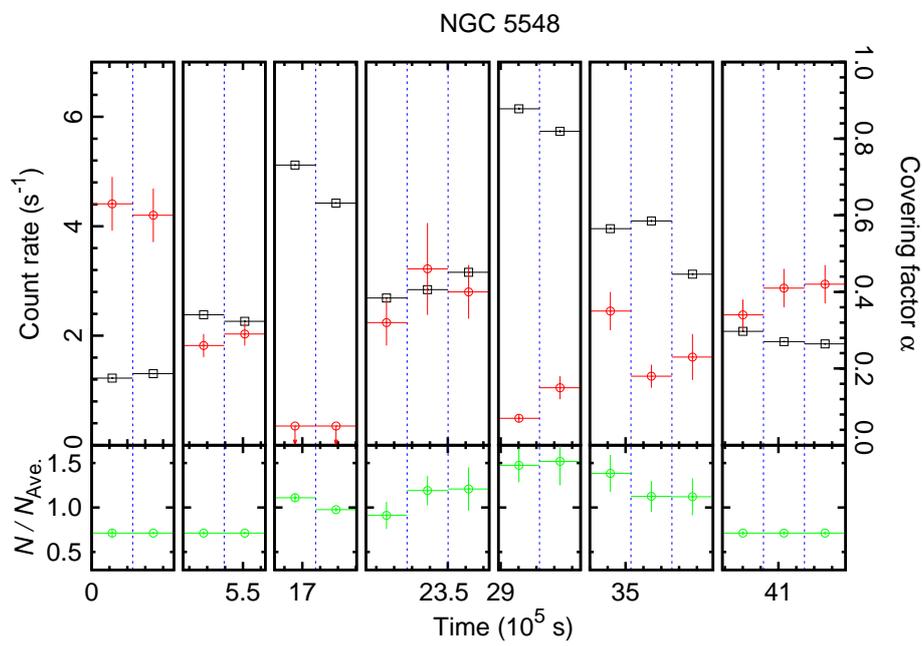


図 5.5 (上段) すざく衛星による NGC 5548 の 0.2–12 keV のライトカーブと、時系列スペクトルを VPC モデルでフィットして得られたカバーリングファクター α の時系列変化。記号は図 5.4 と同様である。(下段) 全強度 N の変化を平均値に対する比で表す。平均値に対しておよそ 0.7–1.5 倍の強度変化をしている。

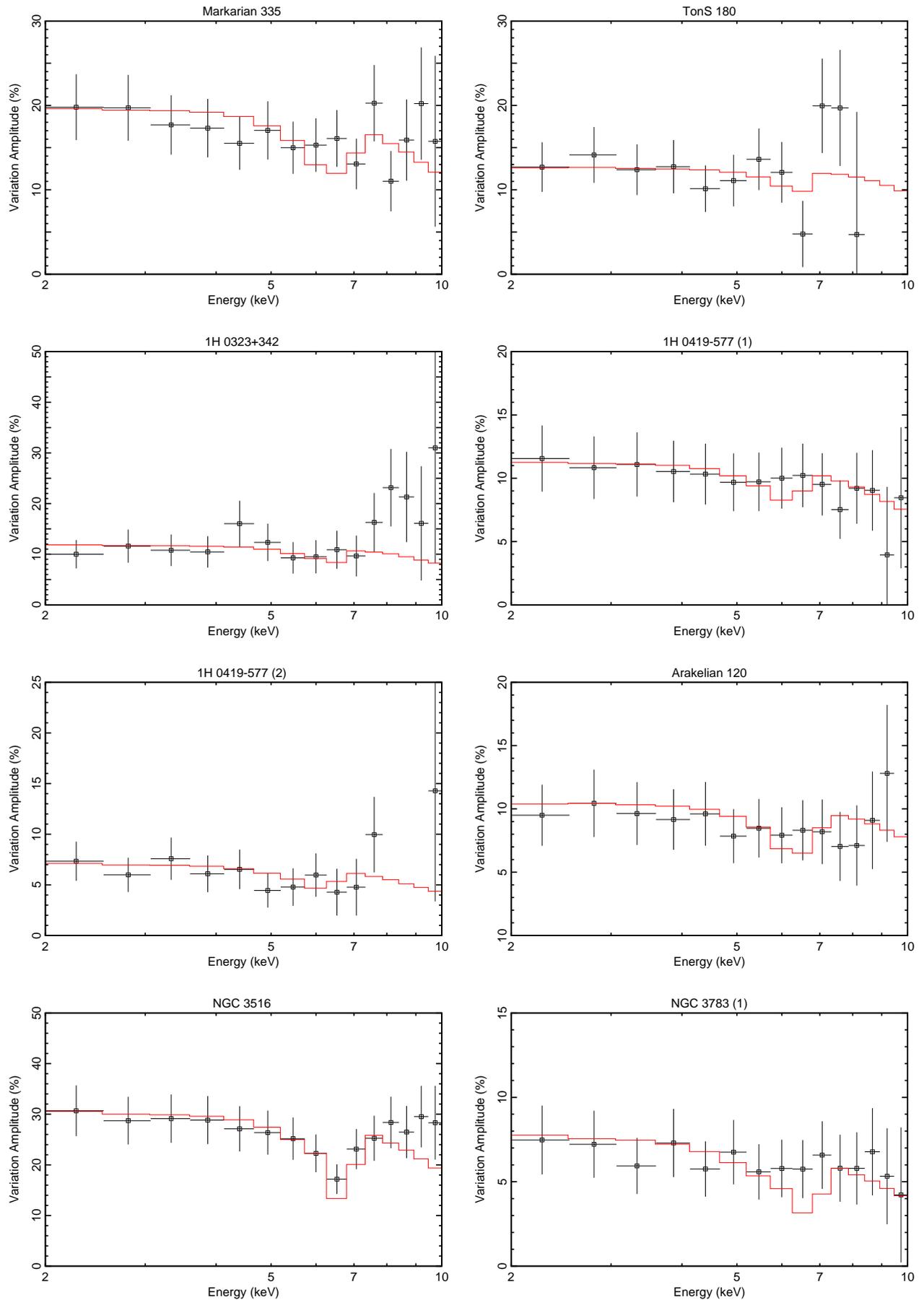
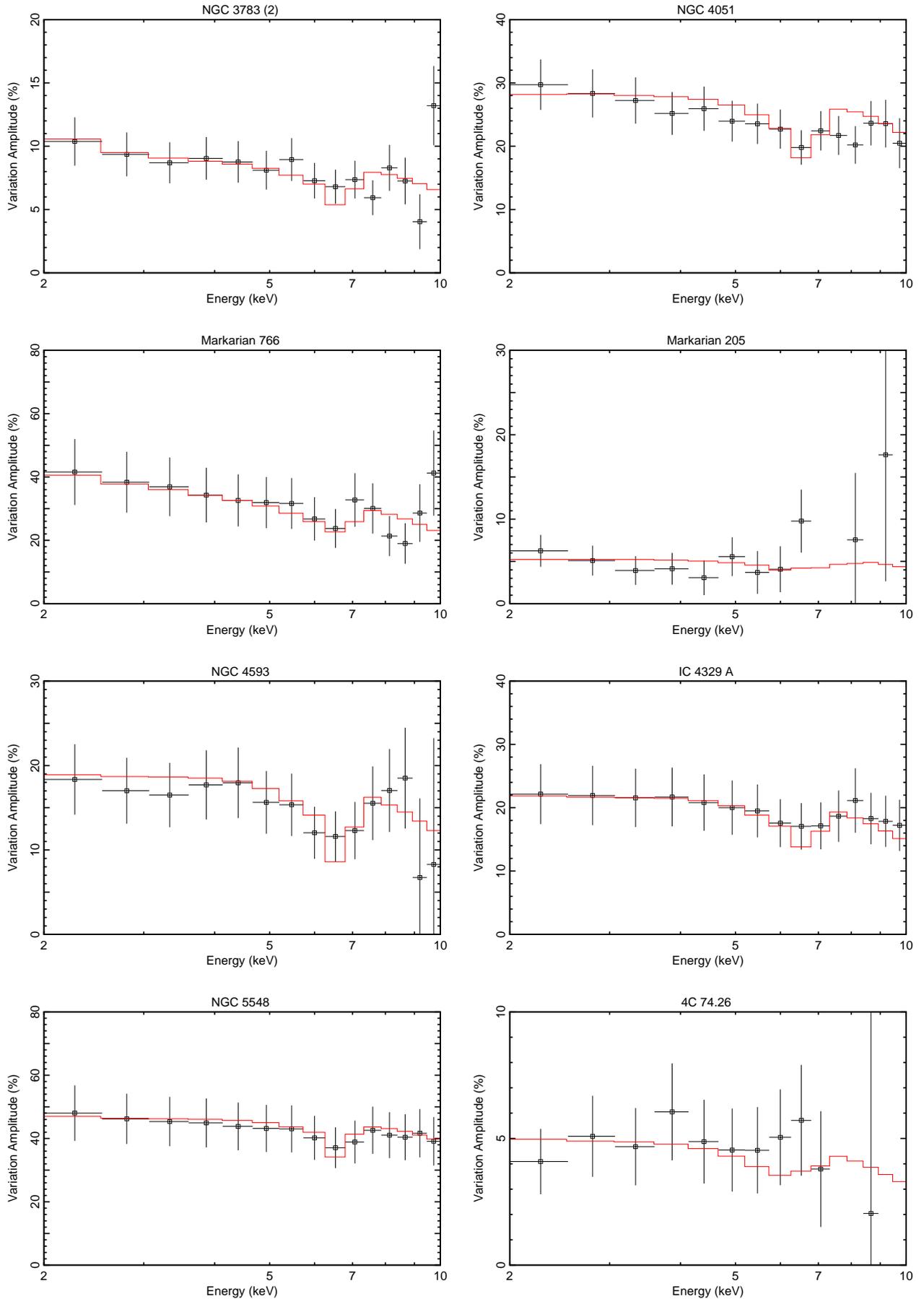
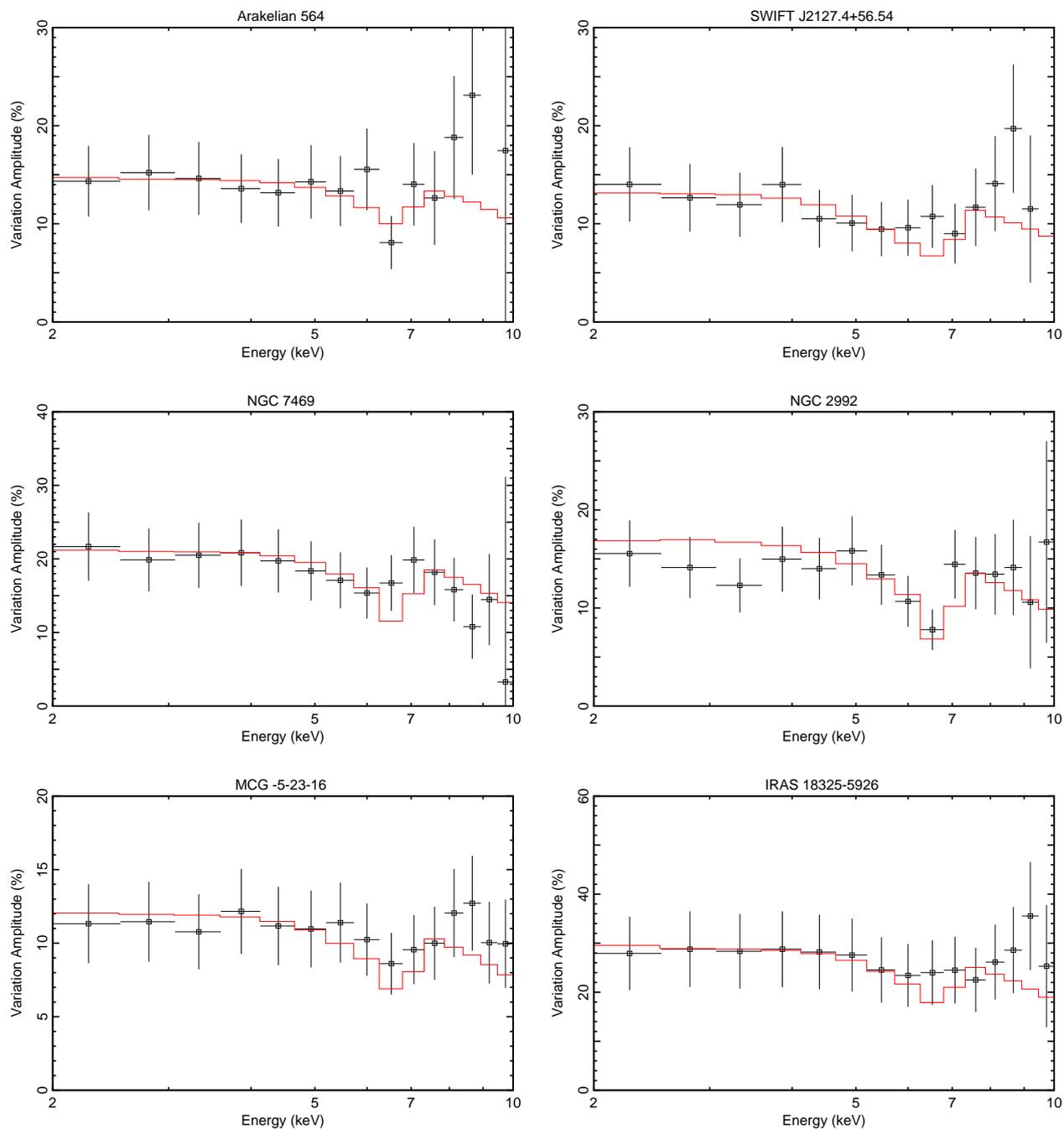


図 5.6 2–10 keV における RMS スペクトル。黒い四角が観測データ、赤い実線が VPC モデルのベストフィット値から計算されたものを示す。

☒ 5.6 *continued.*

☒ 5.6 *continued.*

第6章

議論

本章では、5章で述べた解析結果を元に議論を行う。

Contents

6.1	広がった鉄輝線構造の解釈	66
6.2	電離吸収体の構造	66
6.3	Broad Line Region のパラメータ	68

6.1 広がった鉄輝線構造の解釈

本研究によって、広がった鉄輝線のような構造をもつ代表的な天体である MCG-6-30-15 のスペクトルとその変動を説明する VPC モデルは、すざくが観測したセイファート銀河 27 天体中 22 天体の時間平均スペクトルを良く再現できることが分かった (5.2 節)。さらに、その 22 天体について強度別スライススペクトルと時間別スライススペクトルに対して VPC モデルを適用したところ、ほぼ全てのスペクトル変動をカバーリングファクター α の変化だけで説明することができた (5.3, 5.4 節)。

この結果から、セイファート銀河の電離吸収体による部分吸収は普遍的な物理現象であると言える。部分吸収を考えると、鉄輝線付近のスペクトル構造は、遠方の降着円盤からの反射成分、それに伴う細い鉄輝線、そして電離吸収体による部分吸収成分の和で説明でき、一般相対論的效果によって広がった鉄輝線を必要としない。

また、VPC モデルによって鉄輝線周辺の時間変動も説明することができる。VPC モデルでは、部分吸収成分が BH からの直接成分と逆相関的に増減する。そのため、鉄輝線周辺の時間変動の割合は、他のエネルギー範囲に比べて小さくなる (図 5.6)。

6.2 電離吸収体の構造

ここでは、VPC モデルによるスペクトルフィットの結果から、電離吸収体の構造を考察する。

MCG-6-30-15 の場合、VPC モデルは 3 つの電離吸収体 (W_H , W_L , W_2) を必要とし、図 2.19 のような描像を考えていた (Miyakawa et al. 2011)。しかし、本研究で VPC モデルが適用できた 22 天体は、必要とする電離吸収体の数がそれぞれ異なった。そこで、電離吸収体を必要とする数によって、以下の 4 つのグループ A-D (表 6.1) に天体を分けた。

表 6.1 電離吸収体による天体のグループ分け *

Group	Warm absorber			Number
	W_H	W_L	W_2	
A	○	○	○	1
B	○	×	○	7
C	×	○	○	1
D	×	×	○	13

* 記号の意味は、○: 電離吸収体が必要である、
 ×: 電離吸収体が必要ではない、である。
 Number はグループに属する天体数を表す。

それぞれの天体が属するグループは表 6.2 に示す。各グループについて、BH 周辺に存在する電離吸収体の状況は以下のように考えられる (図 6.1)。

A 変動しない広がった高電離吸収体 W_H の中に、2 層構造 (電離が進んだ光学的厚みがほぼ 1 である中間層 W_2 、より光学的に薄い外殻層 W_L) から成る部分吸収体が存在し、それらが視線上の X 線

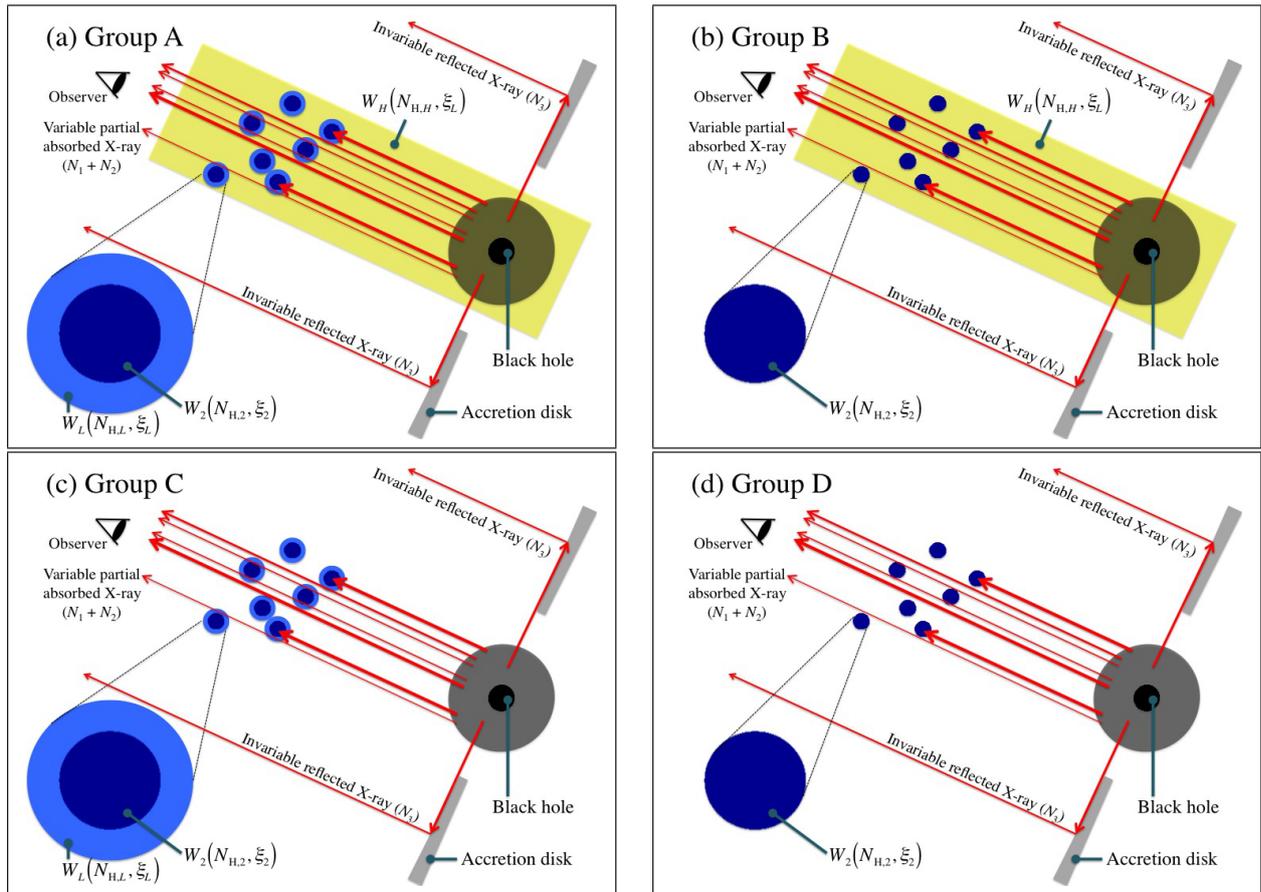


図 6.1 VPC モデルによる電離吸収体の構造。(a) グループ A、(b) グループ B、(c) グループ C、(d) グループ D の様子。(a) 黄色の領域が高電離吸収体 (W_H) を表し、図中左下が内部構造を持った部分吸収体 (W_L , W_2) を表す。部分吸収体は、部分吸収成分を作る外層 W_2 (青)、光学的に薄い最外殻層 W_L (水色) から構成される。(b), (c), (d) は (a) のモデルを基本として、高電離吸収体や部分吸収体の最外殻層がない場合を表す。赤い矢印は BH からの X 線を表し、観測者の視線上に存在する高電離吸収体と部分吸収体の効果を受けた成分が観測される。

源を隠している。MCG-6-30-15 はこのグループに属する。

- B A と同様に高電離吸収体 W_H の中に内部構造を持った部分吸収体が存在するが、その構造は外殻層 W_L がない 1 層構造をしている。
- C 広がった高電離吸収体 W_H は存在しないが、2 層構造の部分吸収体が BH を取り囲んでいる。
- D 広がった高電離吸収体 W_H は存在せず、部分吸収体も外殻層 W_L がない 1 層構造をしている。

以上のように電離吸収体による分類を行ったが、同じ天体でも観測される時期によって、分類されるグループが異なることが分かった。本研究で使用した天体の中で、観測が複数回行われ、それぞれを別の観測として扱ったものは 1H 0419-577 と NGC 3783 であった (4.1 節)。1H 0419-577 の場合は、観測の時期が約 2 年半空いていおり、1 回目の観測 (2007/07/25) はグループ B、2 回目の観測 (2010/01/16) はグループ D に分類された。一方、NGC 3783 の場合は、観測の時期が約 3 年空いていおり、1 回目の観測 (2006/06/24) はグループ B、2 回目の観測 (2009/07/10) はグループ A に分類された。これらの結果は、

そのようなタイムスケールで電離吸収体の物理状態が変化していることを示唆している。

各グループの違いを調べるために、天体のパラメータをグループごとに比較する。図 6.2 は、各グループごとの X 線光度と赤方偏移に対する天体数の分布をそれぞれ示す。X 線光度は 2–10 keV の X 線フラックスから概算した。グループ A には MCG–6-30-15 も含めており、X 線フラックスの値は Verrecchia et al. (2007) から引用した。赤方偏移については分類との関係性が見られないが、X 線光度が大きい天体はグループ D に分類される傾向をもつ可能性がある。

6.3 Broad Line Region のパラメータ

我々は、内部構造を持った部分吸収体は Broad Line Region (BLR) のクラウドに対応していると考えている。ここでは、5.3 節で得られたスペクトルフィットの結果を元に、BLR のパラメータを求める。以下では、天体の光度 L を AGN の典型的な値である $10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ と仮定する。

中心の X 線源から電離吸収体までの距離を r 、視線方向に沿った吸収領域の厚さを h 、電離吸収体の数密度を n とすると、電離度 ξ は、

$$\xi \equiv L/nr^2 = \frac{L}{N_{\text{H}}r} \left(\frac{h}{r} \right) \quad (6.1)$$

と表せる。ここで、 $N_{\text{H}} = nh$ である。式 (6.1) から、 r は、

$$r = \frac{L}{N_{\text{H}}\xi} \left(\frac{h}{r} \right) \leq \frac{L}{N_{\text{H}}\xi} \quad (6.2)$$

を満たす。以下では式 (6.1), (6.2) に基づいて、各電離吸収体のパラメータの導出について述べる。

高電離吸収体 W_L

VPC モデルにおいて、高電離吸収体 W_H は広がって存在しているものを考えているため、 $r_H \sim h_H$ とおける。よって、水素柱密度 $N_{\text{H},H}$ と電離度 ξ_H を用いて、

$$r_H = \frac{L}{N_{\text{H},H}\xi_H} \left(\frac{h_H}{r_H} \right) \sim \frac{L}{N_{\text{H},H}\xi_H} \quad (6.3)$$

$$n_H = N_{\text{H},H}/h_H \quad (6.4)$$

と求めることができる。

部分吸収体 W_2

VPC モデルの変動のタイムスケールは、 $\sim 10^5 \text{ s}$ (5.4 節) である。これは、部分吸収体が観測者と X 線源の間を横切る際のタイムスケールである。X 線源と部分吸収体の大きさを同程度であると仮定すると、部分吸収体が視線を横切っていく時間は、 h_2/V と表すことができる。ここで、 V は部分吸収体の速度である。さらに、BLR クラウドの典型的な速度で規格化すると、

$$h_2 \sim V \times 10^5 \sim 10^{14} \left(\frac{V}{10^9 \text{ [cm/s]}} \right) \text{ [cm]} \quad (6.5)$$

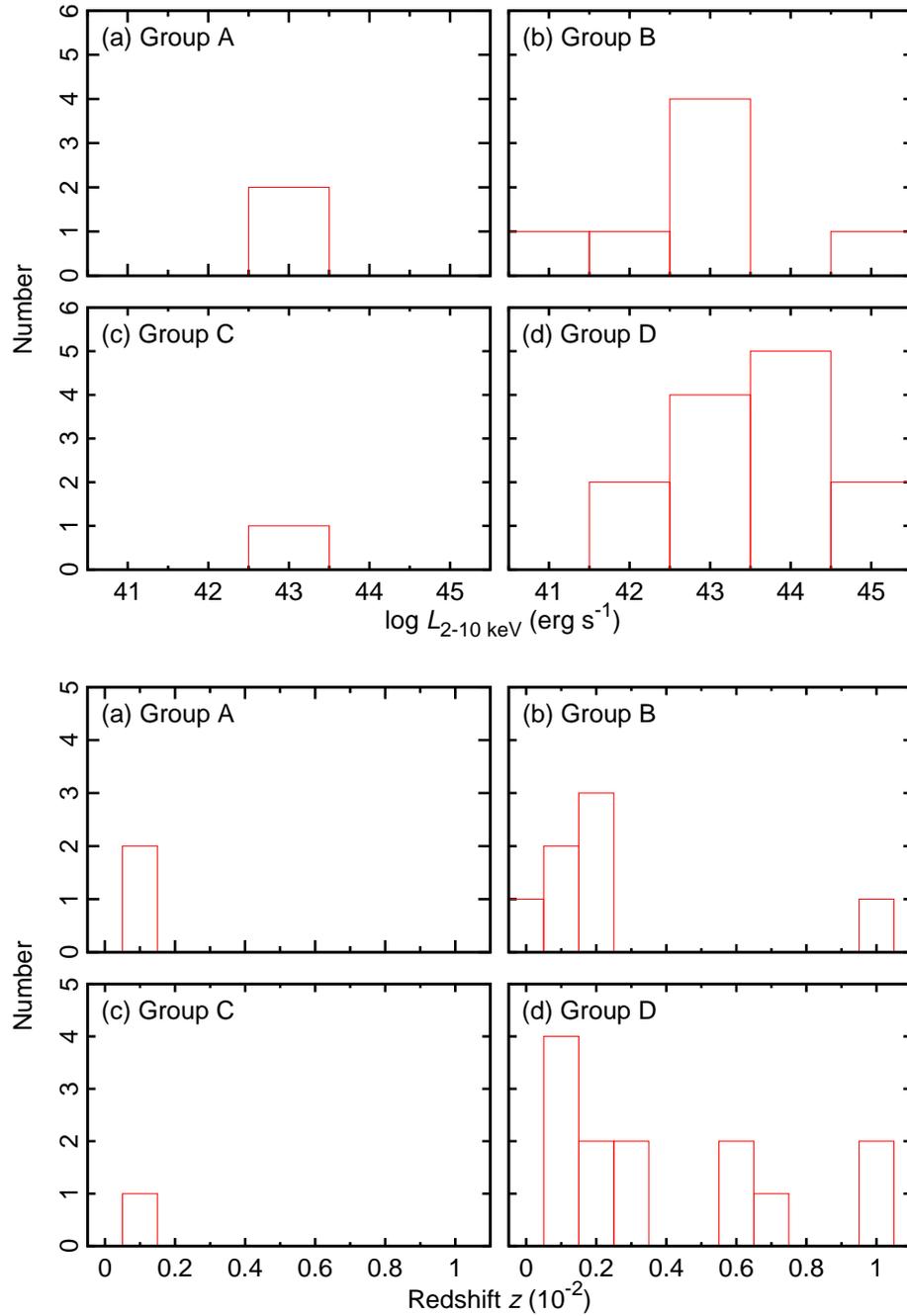


図 6.2 AGN のパラメータと各電離吸収体グループにおける天体数の分布。(上段) 2–10 keV における X 線光度に対する天体数の分布。(下段) 赤方偏移に対する天体数の分布。それぞれの図において、(a) グループ A、(b) グループ B、(c) グループ C、(d) グループ D の分布を表す。(a) は MCG-6-30-15 を含む。

となる。式 (6.2), (6.5) より、部分吸収体のパラメータは、

$$r_2 \simeq \left(\frac{L}{N_{\text{H},2} \xi_2} h_2 \right)^{1/2} \quad (6.6)$$

$$n_2 = N_{2,H}/h_2 \quad (6.7)$$

と求めることができる。

低電離吸収体 W_L

VPC モデルにおいて、低電離吸収体 W_L は部分吸収体 W_2 の外層を成しているものだと考えている。水素柱密度 $N_{H,L}$ は、カバーリングファクター α を用いて $N_{H,L} = \alpha N_{H,L}^{(fixed)}$ と表されるが、ここでは $N_{H,L}^{(fixed)}$ の値を $N_{H,L}$ として扱う。 W_L までの距離は、 $r_L \sim r_2$ とすることができるので、

$$n_L = \frac{L}{\xi_L r_2^2} \quad (6.8)$$

$$h_L = N_{H,L}/n_L \quad (6.9)$$

となる。

以上の式から求めた各電離吸収体のパラメータを表 6.2 にまとめた。我々は VPC モデルを用いたスペクトルフィットによって、BLR のパラメータに制限をつけることができた。

表 6.2: BLR のパラメータ *

(1) Object	(2) Group	(3) Warm absorber	(4) r (cm)	(5) N_H (cm^{-2})	(6) $\log \xi$	(7) h (cm)	(8) n (cm^{-3})
Markarian 335	D	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{17.3}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2					
TonS 180	D	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{17.0}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2					
1H 0323+342	D	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{17.6}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2					
1H 0419–577 (1)	B	W_H	$10^{18.1}$	$10^{22.4}$	3.51	$10^{18.1}$	$10^{4.23}$
		W_L	} $10^{17.2}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2					
1H 0419–577 (2)	D	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{17.3}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2					
Arakelian 120	D	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{17.3}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2					

(continued.)

表 6.2: BLR のパラメータ *

(1) Object	(2) Group	(3) Warm absorber	(4) r (cm)	(5) N_H (cm^{-2})	(6) $\log \xi$	(7) h (cm)	(8) n (cm^{-3})
NGC 3516	B	W_H	$10^{17.1}$	$10^{23.4}$	3.48	$10^{17.1}$	$10^{6.32}$
		W_L	} $10^{17.3}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.2}$	1.65	10^{14}
NGC 3783 (1)	B	W_H	$10^{19.0}$	$10^{22.1}$	2.94	$10^{19.0}$	$10^{3.17}$
		W_L	} $10^{17.4}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.1}$	1.35	10^{14}
NGC 3783 (2)	A	W_H	$10^{18.4}$	$10^{22.5}$	3.07	$10^{18.4}$	$10^{4.11}$
		W_L	} $10^{17.7}$	{ $10^{22.5}$	2.28 <	$10^{15.2}$	$10^{7.26}$
		W_2			$10^{24.2}$	0.24	10^{14}
NGC 4051	B	W_H	$10^{19.0}$	$10^{21.8}$	3.20	$10^{19.0}$	$10^{2.89}$
		W_L	} $10^{17.5}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.4}$	0.43	10^{14}
Markarian 766	C	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{17.2}$	{ $10^{22.9}$	2.16	$10^{14.7}$	$10^{8.21}$
		W_2			$10^{24.3}$	1.65	10^{14}
Markarian 205	D	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{16.9}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.7}$	2.86	10^{14}
NGC 4593	D	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{17.3}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.3}$	1.65	10^{14}
IC 4329A	D	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{17.3}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.2}$	1.65	10^{14}
NGC 5548	B	W_H	$10^{19.0}$	$10^{22.1}$	2.94	$10^{19.0}$	$10^{3.17}$
		W_L	} $10^{17.6}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.2}$	0.36	10^{14}
4C 74.26	D	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{17.1}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.4}$	2.66	10^{14}
Arakelian 564	B	W_H	$10^{17.9}$	$10^{22.6}$	3.46	$10^{17.9}$	$10^{4.75}$
		W_L	} $10^{17.2}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.4}$	1.65	10^{14}

(continued.)

表 6.2: BLR のパラメータ *

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
Object	Group	Warm absorber	r (cm)	N_H (cm^{-2})	$\log \xi$	h (cm)	n (cm^{-3})
SWIFT J2127.4	D	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{17.3}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.2}$	1.65	10^{14}
NGC 7469	B	W_H	$10^{19.1}$	$10^{21.8}$	3.02	$10^{19.1}$	$10^{2.71}$
		W_L	} $10^{17.3}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.2}$	1.64	10^{14}
NGC 2992	D	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{17.3}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.1}$	1.65	10^{14}
MCG –5-23-16	D	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{17.6}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.2}$	0.36	10^{14}
IRAS 18325	D	W_H	–	$< 10^{21}$	–	–	–
		W_L	} $10^{17.3}$	{ $< 10^{21}$	–	–	–
		W_2			$10^{24.2}$	1.65	10^{14}

*BLR パラメータの導出には強度別スライススペクトルのベストフィットの値を用い、天体の光度は $10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ を仮定している。各記号の意味は以下の通りである。(1) 天体名、(2) 電離吸収体の構造によるグループ、(3) 電離吸収体までの距離、(4) 電離吸収体の水素柱密度、(5) 電離吸収体の電離度、(6) 電離吸収体の厚み、(7) 電離吸収体の数密度。

第7章

結論

本論文の結論を以下にまとめる。

1. X線天文衛星すざくで観測されたセイファート銀河 50 観測 27 天体の X 線スペクトルを系統的に解析し、広がった鉄輝線構造をもつ代表的な天体である MCG-6-30-15 のスペクトル変動を説明する VPC モデルが、他のセイファート銀河にも適用できるかどうかの検証を行った。
2. その結果、27 天体中 22 天体の 2.0–40 keV における時間平均スペクトルが VPC モデルで説明できることを示した (5.2 節)。これによって、電離吸収体による部分吸収はセイファート銀河の普遍的な現象であることを示した。
3. その 22 天体に対して、強度で分けたスペクトルを作成し、そのスペクトル変動が、BH からの X 線のうち吸収体がどれだけの割合で隠しているかという「カバーリングファクター」の変化だけで説明できることを示した (5.3 節)。
4. また、22 天体に対して、時間で分けたスペクトルを作成し、その時系列変化も「カバーリングファクター」の変化だけで説明できることを示した (5.4 節)。
5. また、鉄輝線付近のスペクトルの時間変動も「カバーリングファクター」の変化だけで説明できることを示した (6.1 節)。
6. 電離吸収体は Broad Line Region (BLR) と考えられ、天体によって構造が異なり、4 つのグループに分けられることを示すとともに、それぞれのモデルを提案した (6.2 節)。
7. VPC モデルによるスペクトルフィットによって、各セイファート銀河の BLR のパラメータに制限をつけた (6.3 節)。

参考文献

学術論文

- Antonucci, R. R. J., & Miller, J. S. 1985, *ApJ*, 297, 621
- Arnaud, K. A. 1996, in *ASP Conf. Ser. 101, Astronomical Data Analysis Software and Systems V*, ed. Jacoby, G., & Barnes, J. (San Francisco, CA: ASP), 17
- Barr, P., White, N. E., & Page, C. G., 1985, *MNRAS*, 216, 65
- Blackburn, J. K. 1995, in *ASP Conf. Ser. 77, Astronomical Data Analysis Software and Systems IV*, ed. Shaw, R. A., Payne, H. E., & Hayes, J. J. E. (San Francisco, CA: ASP), 367
- Boldt, E. 1987, *Phys. Rep.*, 146, 215
- Ebisawa, K., Ueda, Y., Inoue, H., Tanaka, Y., & Nicholas, E. W. 1996, *ApJ*, 467, 419
- Fabian, A. C., Rees, M. J., Stella, L., & White, N. E. 1989, *MNRAS*, 238, 729
- Fabian, A. C., et al. 2002, *MNRAS*, 335, L1
- Fath, E. A. 1909, *Popular Astron*, 17, 504
- Fukazawa, Y., et al. 2009, *PASJ*, 61, S17
- Francis, A., et al. 1991, *ApJ*, 373, 465
- Greenstein, J. L., & Matthews, T. A. 1963, *AJ*, 68S, 279
- Halpern, J. P. 1984, *ApJ*, 281, 90
- Inoue, H. 1989, *ESASP*, 296, 783
- Inoue, H., & Matsumoto, C. 2003, *PASJ*, 55, 625
- Ishisaki, Y., et al. 2007, *PASJ*, 59, S113
- Kaastra, J.S., Mewe, W., Liedahl, D. A., Komossa, S., & Brinkman, A.C. 2000, *A&A*, 354, L83
- Kokubun, M., et al. 2007, *PASJ*, 59, S53
- Koyama, K., et al. 2007, *PASJ*, 59, S23
- Magdziarz, P., & Zdziarski, A., A. 1995, *MNRAS*, 273, 837
- Matsuoka, M., et al. 1990, *ApJ*, 361, 440
- Matsumoto, C., & Inoue, H. 2003, *PASJ*, 55, 615
- Matthews, T. A., & Sangage, A. R. 1963, *ApJ*, 138, 30
- Miller, L., Turner, T. J., & Reeves, J. N. 2008, *A&A*, 483, 437
- Miniutti, G., & Fabian, A. C. 2004, *MNRAS*, 349, 1435
- Miniutti, G., et al. 2007, *PASJ*, 59, S315
- Mitsuda, K., et al. 2007, *PASJ*, 59, S1
- Miyakawa, T. 2010, Ph.D. thesis, University of Tokyo

- Miyakawa, T., Ebisawa, K., & Inoue, H. 2011, PASJsubmitted
- Nandra, K., George, I. M., Mushotzky, R. F., Turner, T. J., & Yaqoob, T. 1997, ApJ, 477, 602
- Ogawara, Y., Doi, K., Matsuoka, M., Miyamoto, S., & Oda, M. 1977, Nature, 270, 154
- Oppenheimer, J. R. & Snyder, H. 1939, Phys. Rev., 56, 455
- Page, K. L., Schartel, N., Turner, M. J. L., & O'Brien, P. T. 2004, MNRAS, 352, 523
- Reynolds, C. S. 1996, Ph.D. thesis, University of Cambridge
- Reynolds, C. S. 1997, MNRAS, 286, 513
- Risaliti, G., & Elvis, M. 2004, astro-ph/0403618
- Schmidt, M. 1963, Nature, 197, 1040
- Serlemitsos, P. L., et al. 2007, PASJ, 59, S9
- Seyfert, C. K. 1943, ApJ, 97, 28
- Shakura, N. I., & Sunyaev, R. A. 1973, A&A, 24, 337
- Takahashi, T., et al. 2007, PASJ, 59, S35
- Tanaka, Y., et al. 1995, Nature, 375, 659
- Urry, C. M., & Padovani, P. 1995, PASP, 107, 803
- Verrecchia, F., in 't Zand, J. J. M., Giommi, P., Santolamazza, P., Granata, S., Schuurmans, J. J., & Antonelli, L. A. 2007, A&A, 472, 705
- Yaqoob, T., & Padmanabhan, U. 2004, ApJ, 604, 63

英文教科書、参考書

- Peterson, B. M. 1997, An introduction to active galactic nuclei (Cambridge University Press)

和文教科書、記事

- 井上一、小山勝二、高橋忠幸、水本好彦 編 「シリーズ現代の天文学 17 宇宙の観測 III —高エネルギー天文学」 2008 年 (日本評論社)
- 小山勝二、嶺重慎 編 「シリーズ現代の天文学 8 ブラックホールと高エネルギー現象」 2008 年 (日本評論社)
- 海老沢研、宮川雄大、井上一 「天文月報 第 103 巻 第 7 号 ブラックホール天体の X 線エネルギースペクトル中に広がった鉄輝線のように見える構造の解釈について」 2010 年 (日本天文学会)
- 福江純 「輝くブラックホール降着円盤 —降着円盤の観測と理論—」 2007 年 (プレアデス出版)

マニュアル情報

- The Suzaku Data Reduction Guide <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/analysis/abc/>
- The Suzaku Technical Description http://www.astro.isas.jaxa.jp/suzaku/doc/suzaku_td.pdf
- 「すざく」ファーストステップマニュアル http://cosmic.riken.jp/suzaku/help/guide/fstep/suzaku_fstep090717.pdf

ウェブツール

SIMBAD <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

ウェブページ

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

NASA HEASARC: Suzaku Guest Observer Facility <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/astroegof.html>

「すざく」ホームページ <http://www.astro.isas.jaxa.jp/suzaku/>

謝辞

本修士論文を完成させるにあたり、沢山の方々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。

指導教員である海老沢研教授には、宇宙科学の専門的な研究機関である宇宙科学研究所で研究できる貴重な機会を与えて頂きました。私はもともとブラックホールの研究を希望して修士課程に進学したため、本研究を通してその思いが叶い大変幸せに思っております。また、国内学会や国際学会、地上観測など多くの出張もさせて頂き、非常に貴重な経験を積むことができました。修士論文を完成させるため、夜遅くまで指導して頂くこともありました。ありがとうございました。宇宙科学研究所の辻本匡弘助教には、解析方法や文章の書き方など、研究をしていく上で重要な事柄を指導して頂きました。毎週のように個人指導をして頂き、充実した研究生活を送ることができました。ありがとうございました。

研究室の先輩である吉田鉄生さん、森鼻久美子さん、齊藤慧さんにも大変お世話になりました。吉田さんには論文や学会の発表資料を作る際に、自分の時間を削ってまで指導して頂きました。森鼻さんには銀河面リッジ X 線放射の研究や地上観測について指導して頂きました。今年度は同室ということもあり、普段の研究や何気ない話をすることが多く、忙しく大変な日々の中それが息抜きとなり辛いときも乗り越えることができました。齊藤さんには修士課程に入学してから今までお世話になりっぱなしでした。研究はもちろんのこと、生活面でも色々なアドバイスを頂きました。研究室の先輩方は皆頼りになる方々で、後輩がいない私は甘え、そして支えられてばかりでした。ありがとうございました。

研究生活を送る上で、宇宙科学研究所の同期である X 線グループの酒井和広さん、萩野浩一さん、佐藤有さん、赤外線グループの山下拓時さん、村田一心さん、長勢晃一さん、青野和也さん、電波グループであり唯一の東京大学天文学専攻の同期である遠藤渉さん、には大変お世話になりました。普段は会うことが少なかった東京理科大学の同期、東京大学の同期とは学会などで楽しい時間を過ごさせて頂きました。皆と研究生活を送り、飲み会をし、そして遊んだ日々は私にとって、学生生活最後のかけがえのない思い出です。ありがとうございました。

家族には経済面、生活面などあらゆる面で支援して頂きました。この2年間、研究に没頭することができ、非常に充実した時間を過ごせたのも家族のおかげです。ありがとうございました。

最後に、ここでは挙げられなかった多くの人達にもお世話になりました。皆様の援助なくして本研究は完成しませんでした。これからは教員として、今まで学んできたことを最大限に生かし、頑張っていきたいと思います。ありがとうございました。

磯 直樹

