

すざく衛星による電離吸収・輝線を用いた
活動銀河核周辺の高温吸収体・反射体
の研究

広島大学 理学研究科 物理科学専攻
高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

M103783

水野基裕

主査 深沢 泰司 副査 山本 一博

2012年2月10日

概要

宇宙に存在する銀河の中には、太陽系程度のごく狭い領域から通常の銀河全体の光度に匹敵する明るさで輝く銀河の中心核が存在し、それらを活動銀河核 (AGN) と呼ぶ。このようなコンパクトな領域からの $10^{42-47} \text{erg s}^{-1}$ ほどの大光度の放射は、中心核付近に存在する 10^6-10^8 太陽質量ほどの大質量ブラックホールに物質が落ち込む際に発生すると考えられている。AGN は広い波長帯域で観測されるが、特に X 線帯域の観測からは中心核からの直接成分に加え、周辺物質や降着円盤からの反射成分や電離したコロナからの吸収・輝線放射などの中心核近傍の構造を反映したスペクトル情報を得ることができる。近年では、従来考えられていたよりも高温電離状態の物質に起因する高階電離吸収・輝線が観測されており、AGN 近傍のより高い活動性が予測されているが、その詳細な物理パラメータや時間変動、また周囲の環境との相関については、まだよくわかっていない。

従来の X 線観測衛星では、電離ラインが観測される 2-10 keV でのエネルギー分解能の優れた観測と、10 keV 以上の精度のよい観測が同時にできる検出器がなく、AGN の電離ラインの統計の良いデータと 10 keV 以上の反射成分を同時に見積もることが難しい状況であった。2005 年に打ち上げられた、わが国 5 番目の X 線天文衛星「すざく」では、10 keV 以上で過去最高感度を実現し、2-10 keV においても高いエネルギー分解能を誇っていることから、電離ラインと反射成分などの相関性を同時に見るために「すざく」は有効な観測衛星である。

本研究では、「すざく」の観測データを用いて AGN に分類される銀河の中でも、中心核付近の放射が見えやすい複数の Seyfert 銀河を対象に、高階電離の鉄・硫黄の吸収・輝線に着目し、電離体の物理状態とその変化を探り、AGN 周辺環境を詳細に探ることを目的とする。特に、より詳細な物理パラメータの導出のために、光電離シミュレータ 'XSTAR' を用いて、AGN 周囲に存在する電離体による吸収・散乱の寄与を予測し、電離体の物理パラメータの導出を行なった。特に吸収体の柱密度や、中心核からの距離といった物理パラメータを導出し、その変動や吸収体の大きさについて議論を行う。

目次

第1章	はじめに	7
1.1	背景	7
1.2	本研究の目的	8
第2章	活動銀河核 (AGN) とは	9
2.1	Seyfert 銀河	11
2.1.1	AGN 統一モデル	12
2.2	Seyfert 銀河の X 線スペクトル	15
2.2.1	軟 X 線超過成分 (soft excess)	15
2.2.2	連続 (Power-law) 成分	16
2.2.3	中性物質による寄与	16
2.2.4	電離物質によるスペクトル構造	20
2.2.5	高電離物質の先行研究	23
第3章	光電離シミュレータ XSTAR について	26
3.1	シミュレーションの意義	26
3.2	XSTAR の概要	26
3.2.1	input parameter	26
3.2.2	output files	28
3.2.3	電離パラメータ vs ライン強度	28
3.2.4	Growth Curve (水素柱密度 vs ライン等価幅) の作成	32
3.3	XSTAR2XSPEC	33
3.3.1	input parameter	33
3.3.2	output files	33
第4章	X 線天文衛星「すざく」について	35
4.1	すざくの概要	35
4.2	すざくに搭載されている機器	36
4.2.1	X 線望遠鏡 (XRTs)	36
4.2.2	X 線 CCD カメラ (XIS)	37
4.2.3	硬 X 線検出器 (HXD)	40
4.3	すざくで AGN を観測する意義	43
第5章	観測とデータリダクション	45
5.1	観測データの選定	45
5.2	データリダクション	45
5.3	応答関数の見積もり	48
5.3.1	RMF; エネルギーレスポンス	49

5.3.2	ARF; 角度レスポンス	49
5.3.3	レスポンスの必要性	51
第 6 章	解析方法と解析結果	52
6.1	解析の方法	52
6.1.1	χ^2 Fitting	52
6.1.2	解析に用いたスペクトルモデル	52
6.2	解析の具体的な流れ	55
6.2.1	XIS+PIN 帯域 (2-60 keV) での Base Model Fitting	56
6.2.2	電離ラインの等価幅の導出	58
6.2.3	電離体の物理パラメータ (柱密度と電離パラメータ) の見積もり	62
6.2.4	電離物質の寄与を考慮した XIS+PIN 帯域での再 Fitting	63
6.3	NGC3227	66
6.3.1	各電離ラインの等価幅や柱密度, 電離パラメータの観測事の変化	66
6.3.2	XIS-PIN 帯域での再フィッティング	70
第 7 章	まとめ	85
付録 A	appendix	87
A.1	NGC3227 の Model A, Model B での fitting 結果	87

表目次

2.1	AGNの観測波長とそれに対応するAGNの放射起原	10
2.2	吸収構造が見られる電離吸収線の文献値	21
4.1	「あすか」と比較した際のXRTの基本性能	38
4.2	XISの基本性能	40
4.3	HXDの基本性能	43
5.1	NGC3227の詳細情報	45
5.2	各時期に対応するPINのレスポンスのファイル名	48
5.3	用いたCXBのモデル	48
6.1	NGC3227 Obs1でのBase modelを用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータ	56
6.2	解析に用いた電離ラインの一覧	58
6.3	2-4keV帯域においてModel Aでフィットした際に固定したパラメータ	58
6.4	5-7.5keV帯域において、Model Bでフィットした際に固定したパラメータ	59
6.5	NGC3227 Obs1：電離ライン周辺をModel A, Model Bなどのモデルでfittingした際に得られた各パラメータ	60
6.6	表6.5と式(3.3)から求めた、NGC3227の1観測目の各電離ラインの等価幅の一覧、またGrowth Curveから求めた各電離体の電離パラメータと柱密度を示す。	60
6.7	NGC3227 Obs1でのModel Cを用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータとBase Modelフィットで得られたパラメータとの比較	64
6.8	表6.5と式(3.3)から求めた、NGC3227の全観測の各電離ラインの等価幅の一覧、またGrowth Curveから求めた各電離体の電離パラメータと柱密度を示す。	67
6.9	広帯域でのフィッティングの際に用いた電離物質を考慮にいたモデルを各観測毎に示す。	70
6.10	NGC3227 Obs2でのModel C,D,Eを用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータとBase Modelフィットで得られたパラメータとの比較	70
6.11	NGC3227 Obs3でのModel C,D,Eを用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータとBase Modelフィットで得られたパラメータとの比較	75
6.12	NGC3227 Obs4でのModel C,D,Eを用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータとBase Modelフィットで得られたパラメータとの比較	78
6.13	NGC3227 Obs5でのModel C,D,Eを用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータとBase Modelフィットで得られたパラメータとの比較	81
6.14	NGC3227 Obs6でのModel C,D,Eを用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータとBase Modelフィットで得られたパラメータとの比較	84

A.1 NGC3227 全観測の電離ライン周辺において、Model A(2-4 keV)、Model B (5-7.5 keV) による fitting で得られたパラメータ 88

目次

2.1	AGN の広帯域スペクトルの概念図	10
2.2	セイファート銀河と通常銀河の可視光スペクトル	11
2.3	2 型 Seyfert 銀河 NGC1068 の可視輝線スペクトルと可視偏光成分スペクトル	13
2.4	AGN の統一モデル	14
2.5	Seyfert 銀河の X 線スペクトル	15
2.6	AGN スペクトルの各成分の発生場所を示す模式図	15
2.7	光子指数 Γ とカットオフエネルギー E_C との関係	17
2.8	NGC4388(2 型 Seyfert 銀河) での鉄ライン周辺での X 線スペクトル	18
2.9	鉄輝線からプローブできる物理情報	18
2.10	wabs モデルを用いた様々な柱密度の吸収値を考慮した場合のべき関数	19
2.11	NGC5548(Seyfert1) での軟 X 線スペクトル	20
2.12	ネオン、ケイ素、硫黄、鉄の各電離パラメータによる各イオンの存在比	22
2.13	Seyfert 銀河の $\text{Fe}_{XXV} \text{K}\alpha$ (He-like $\text{Fe-K}\alpha$:6.7keV) の等価幅 (EW) と水素柱密度 N_H との相関を示す growth curve	23
2.14	XMM-Newton で観測された、NGC1365 の電離鉄吸収線の観測毎の変化	24
2.15	Suzaku 衛星で観測された、MR2251-178 の電離ラインのスペクトル	25
3.1	XSTAR プログラムのフローチャート	29
3.2	xout_spect1.fits に記述されているスペクトル	30
3.3	NGC3227 の電離パラメータと電離ライン強度比との相関図	31
3.4	作成した NGC3227 の Growth Curve	32
3.5	左図:NGC3227 の xout_aout.fits の出力モデル、右図:NGC3227 の xout_mtable.fits の出力モデルを示す。双方のモデルのパラメータは $\log N_H = 22$, $\log \xi = 1$, $z = 0.0039$ に固定してある。	34
4.1	すざく衛星の概観	35
4.2	すざく衛星上での各観測器の配置	36
4.3	Wolter1 型 X 線反射鏡	37
4.4	XRT の概観と配置図	38
4.5	4 台の XIS の概観	39
4.6	XIS:表面照射型 CCD(左) と背面照射型(右) の模式図	40
4.7	表面照射型 CCD と背面照射型 CCD の検出効率と望遠鏡の集光面積の積	41
4.8	HXD の概観	41
4.9	HXD の構造	42
4.10	1 つの Well 検出器ユニットの構造	42
5.1	South Atlantic Anomaly	46

5.2	NGC3227の1観測目のXISイメージ(XIS nominal)とNGC3783の2観測目(HXD nominal)のXISイメージ	47
5.3	fakeしたCXBのスペクトル	49
5.4	単色光子を入射した際のXISの応答スペクトルの概念図 [45]	50
6.1	左図:power-law + pextrav のスペクトルモデル、右図:power-law + pexmon のスペクトルモデル	55
6.2	NGC3227 Obs1での観測データをBase Modelを用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。	57
6.3	NGC3227(1観測目)の電離ライン周辺のスペクトルフィッティングの様子	61
6.4	再掲:NGC3227の電離パラメータと電離ライン強度比との相関図	63
6.5	NGC3227 Obs1での観測データをmodel Cを用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。	65
6.6	NGC3227の観測された電離ラインの等価幅の変動を示す。	68
6.7	NGC3227で観測された電離鉄ラインの等価幅から推定した、柱密度と電離パラメータの変動を示す。	68
6.8	NGC3227における各観測での直接成分(10-40keV)のフラックス変化	69
6.9	NGC3227 Obs2での観測データをBase Modelを用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。	71
6.10	NGC3227 Obs2での観測データをmodel Eを用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。	72
6.11	NGC3227 Obs3での観測データをBase Modelを用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。	73
6.12	NGC3227 Obs3での観測データをmodel Cを用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。	74
6.13	NGC3227 Obs4での観測データをBase Modelを用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。	76
6.14	NGC3227 Obs4での観測データをmodel Eを用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。	77
6.15	NGC3227 Obs5での観測データをBase Modelを用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。	79
6.16	NGC3227 Obs5での観測データをmodel Cを用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。	80
6.17	NGC3227 Obs6での観測データをBase Modelを用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。	82
6.18	NGC3227 Obs6での観測データをmodel Cを用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。	83

第1章 はじめに

1.1 背景

現代の天文学では、様々な波長の電磁波での観測が可能となっており、天体をより多角的に調査することが可能となっている。しかし、20世紀前半までは、可視光観測というごく限られた波長でのみの観測しか行われておらず、我々は天体の僅かな側面しか知ることができなかった。

1962年、Giacconiらのロケット実験で偶然にも Sco X-1 (X線連星) が X線源として初めて発見された。この発見により、天体からは、従来観測されていた可視光だけでなく、X線や γ 線といったエネルギーの高い電磁波が放射されることがわかり、宇宙は我々が考えていたものよりも高エネルギーな姿を持つことが観測的に判明した。これを契機に X線天文学が誕生し、世界初の X線天文衛星 UHURU の打ち上げにみられるように、1960年代以降の宇宙開発と平行して、X線天文学は急速に発展を遂げた。この理由としては、高エネルギーな電磁波である X線は、大気による吸収を受けるため地表では観測できず、宇宙空間での観測が必須となるからである。

現在までの最新鋭の X線観測衛星の活躍により、ブラックホールや中性子星などのコンパクト星周辺の降着円盤や高温コロナからの熱的な X線放射、また超新星残骸や銀河団からの粒子加速による非熱的放射など、活動的で高エネルギーな宇宙の姿が続々と発見されてきている。

その中でも、活動銀河核 (Active Galactic Nuclei; AGN) も X線放射を行う代表的な活動天体の一つとしてあげられる。AGN とは、銀河中心部のごく狭い領域が、 $10^{42\sim 47}$ erg/s という、通常の銀河全体の光度を越える程の明るさで輝く銀河中心核のことを指す。これら AGN は、質量降着によって発生する莫大な光度から、中心部の巨大なブラックホール (質量 $M = 10^{6\sim 10} M_{\odot}$) の存在が予測されている。また、質量降着によって現れる AGN からの放射は、銀河からの他の波長の放射に比べて、X線領域で卓越した放射を示しており、X線観測は AGN の観測に適している。

これまでの ASCA, Chandra, XMM-Newton といった X線衛星の観測によって、AGN の様々な性質が明らかになっている。例えば、軟 X線領域に現れる超過成分や、硬 X線領域にまで渡る、厚い低温物質による反射成分、また、近年の研究によれば、Warm absorber による様々な原子、イオンの複雑な吸収端構造が存在することがわかってきており、これらは高温電離プラズマからなる吸収体に由来するものである、と予測されている。さらに、Warm Absorber 由来ではあるが、従来考えられていた軟 X線領域での吸収端を作る物質よりも電離度の大きい物質に起因する、高階電離鉄輝線・吸収線 (静止系で Fe XXV ; 6.7keV, Fe XXVI; 6.97keV, S XV; 2.46keV, S XVI; 2.62keV) が複数の AGN について報告されている [1] [2]。これらの電離鉄ラインの情報から、電離プラズマの位置、速度、電離パラメータなどの物理情報を探った結果、高電離物質は降着円盤からの物質の放出 (アウトフロー) と関係があると考えられているが、その物理状態の詳細は未だによくわかっていない [3]。また、AGN 周辺のトーラスや降着円盤といった、光学的に厚い物質による吸収や、反射の様相についても、中心近傍の高電離プラズマとどのような相関、関係にあるのか十分な理解はなされていない。

これらの電離ラインを観測し、吸収や反射成分との理解を同時に行うためには 2-10keV といった軟 X線領域での精度のよい観測と同時に、10keV 以上の硬 X線領域でも精度のよい観測が求められる。しかしながら、従来は、特に硬 X線領域に対して、宇宙線由来のバックグラウンドが極

めて多く、精度のよい観測が難しかった。

2005年に打ち上げられた、わが国5番目のX線天文衛星「すざく」では、2-10keV領域において高いエネルギー分解能を実現し、同時に10keV以上の硬X線領域においても、徹底したバックグラウンド除去により、過去最高感度を実現している。またX線CCDカメラ(XIS)と硬X線検出器(HXD)の搭載によって、広帯域の同時観測が可能となっており、電離成分にかかる吸収成分や電離ラインの精度のよい分解と同時に、硬X線領域にまで伸びる反射成分が精度よく観測できる。反射成分の強度、ベキ指数を精度よく観測することは、AGNの物理パラメータをより精度よく制限することに繋がり、本研究にとっては極めて有効な検出器といえる。

1.2 本研究の目的

前述のように、AGNでの高温電離プラズマの観測はWarm absorber由来であると考えられており、ラインの中心エネルギーから、アウトフローの兆候を示すものがあることがわかっているが、それらの柱密度や、電離度、ジオメトリといった物理パラメータの時間変動などの詳細な調査は、未だに報告が少ない。

そこで、本研究では、AGNに分類されるSeyfert銀河を対象に高階電離ラインに注目して、周囲の高温電離プラズマの物理状態とその変化を探り、AGN周辺環境を詳細に探ることを目的とする。

特に、電離鉄、硫黄でプローブが可能な高電離吸収体、散乱体を調査する。その理由としては、鉄は宇宙の元素組成比が他の重元素よりも大きく、分解するのに十分なライン強度が期待されるからである[3]。また、硫黄は鉄よりも元素組成比は大きくないが、近年、5~10eVといった大きな等価幅でその存在がAGNでも報告されつつあり[1][2]、本研究の対象となりうる。また、より詳細な物理パラメータの調査のために、光電離シミュレータ'XSTAR'を用いて電離体からの吸収・散乱モデルを構築し、「すざく」による複数の観測において、構築モデルを用いて解析を行った。

第2章 活動銀河核 (AGN) とは

宇宙に存在する銀河の数%程は、望遠鏡で分解できないほどの狭い領域 (典型的には、太陽系程度の大きさ) から、通常の銀河全体の光度に匹敵するほどの明るさで輝く中心核をもつものが存在し、それらは、活動銀河核 (Active Galactic Nuclei: AGN) と呼ばれる。このような狭い領域からの大光度の放射 ($L_{total} = 10^{42-47}$ erg/s) は、AGN の中心に存在する大質量ブラックホール (BH) への質量降着によって発生すると考えられている。以下では、AGN の観測光度から求められる中心 BH 質量を示す。

エディントン限界光度と中心 BH の質量見積り

中心天体からの放射光度があまりに明るい場合には、放射圧が中心天体の重力に競り勝ち天体の外層部分を吹き飛ばしてしまうことが予想される。このことから考えると、天体が形を保つためには、光度にはある上限値が存在しなければならず、この上限値をエディントン限界光度と呼ぶ。つまり、天体大気が吹きとばされない限界の放射圧と中心天体の重力は等しい場合の光度がエディントン限界光度となる。以下では、AGN の典型的な光度と、エディントン限界光度を示す釣り合いの式から、中心 BH の質量を求める。

いま、放射のフラックス f を、

$$f = \frac{L}{4\pi r^2} \quad (2.1)$$

とすると、運動量フラックス (単位時間、単位面積あたりを通過する光子の運動量) は、

$$\frac{f}{c} = \frac{L}{4\pi cr^2} \quad (2.2)$$

となる。よって、トムソン散乱断面積 $\sigma_T = 6.65 \times 10^{-25}$ cm² を用いると、放射圧と中心天体の重力との釣り合いの式は、エディントン限界光度 L_{Edd} を用いて、

$$\frac{\sigma_T L_{Edd}}{c 4\pi r^2} = \frac{GMm_H}{r^2} \quad (2.3)$$

となる。ここで、重力の項については、存在度の大きい水素の質量 m_H で近似をおこなっている。また、 M を中心天体の質量とおいている。(2.3) 式を L_{Edd} について解くと、

$$L_{Edd} = \frac{4\pi c GM m_H}{\sigma_T} = \frac{4\pi m_H c^3 GM_\odot}{\sigma_T c^2} \left(\frac{M}{M_\odot} \right) \approx 1.3 \times 10^{38} \left(\frac{M}{M_\odot} \right) \text{ erg/s} \quad (2.4)$$

となる。このことから、エディントン限界光度は中心天体の質量のみに依存し、天体の質量を与えれば最大光度が求まることがわかる。AGN の放射を $L_{total} = 10^{44-48}$ erg/s と仮定すれば、中心天体の質量は $M = 10^{6-10} M_\odot$ 以上でなければならないことを意味する。

AGN の多波長放射

一方、AGN は非常に広い帯域の波長で観測されることも特徴的であり、各波長では、AGN 周辺の構造を反映した放射が観測されている。表 2.1 に観測される各波長と、現在考えられている AGN の放射起原についての対応関係をまとめる。

また、図 2.7 には、一般的な AGN の広帯域 νF_ν スペクトルの概念図を示す。

波長域	起原
電波	ジェットによるシンクロトン放射
赤外線	ダストやトーラスによる再放射
可視光	連続成分、電離ガスからの輝線
紫外線	降着円盤からの熱的成分、電離ガスからの輝線
X 線	連続成分、トーラスなどからの反射成分、電離ガスからの輝線
γ 線	ジェットによる逆コンプトン散乱

表 2.1: AGN の観測波長とそれに対応する AGN の放射起原

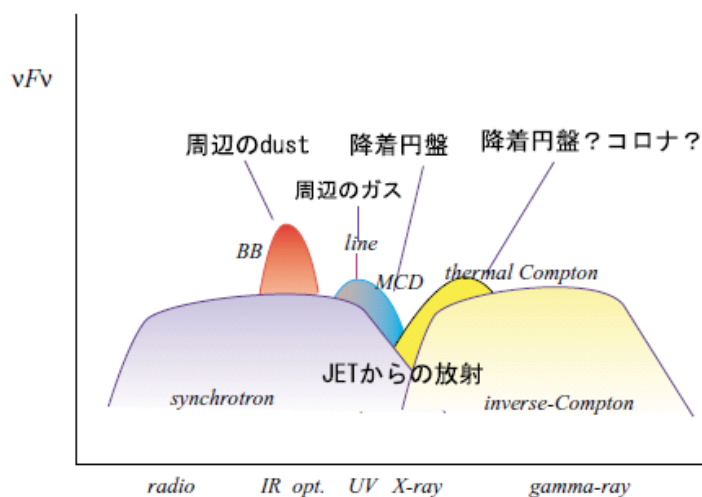


図 2.1: AGN の広帯域スペクトルの概念図 [4]。

以上のように、AGN は多波長で様々な特徴をもつスペクトルが観測される。これらは、天体ごとに異なる場合があり、各々の天体に応じた複雑なスペクトルを示す。以下では、本研究で特に対象にした Seyfert 銀河について言及を行い、特に、X 線領域での Seyfert 銀河のスペクトルの特徴についても言及する。

2.1 Seyfert 銀河

1943年にC.Seyfertによって分類されたSeyfert銀河と呼ばれる銀河の種族は、可視光観測において通常の銀河よりも明るい銀河核を持ち、AGNの一種である。Seyfert銀河に特徴的なのは、その光度だけではなく、様々な原子・イオンからなる電離輝線を含む可視輝線スペクトルを持っており、通常の銀河のものとは異なる様子を示していた点にある。1974年、E.KhachikianとD.Weedmanによって、可視域での輝線スペクトルの幅からSeyfert銀河は更に2つの型に分類された。彼らはFWHMにして、数1000km/sの幅の広い輝線と、それ以下の数100km/s程度の狭い幅の輝線の両方を持つものを1型、一方で、狭い幅の輝線しかもたないものを2型と分類した。図2.2では1型、2型Seyfert銀河と通常の銀河の可視光スペクトルを示す。

以上のように、一般的に、1型と2型の区別は輝線の幅によって分類されるが、2型は1型に比べて、可視域で青い連続光が弱く、中心光度も1型に比べると小さい場合が多いという特徴もある。しかしながら、中心からの放射によって光電離された様々な物質からの電離輝線強度は、1型と2型では大差がないために、中心から放出されるエネルギーや内部機構は同じものであるだろう、と考えられている。

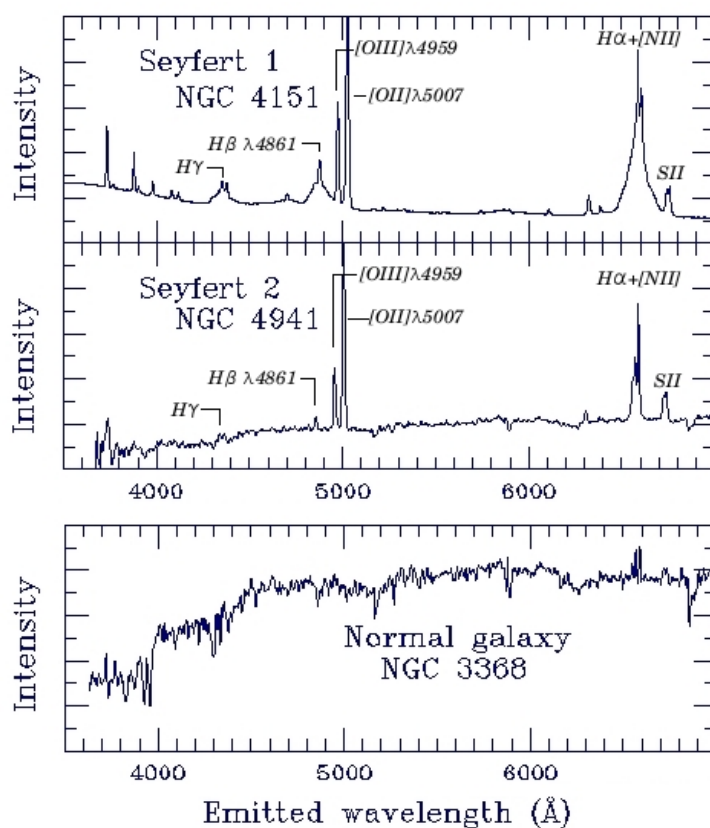


図 2.2: セイファート銀河と通常銀河の可視光スペクトル 上:NGC4151(Seyfert1) 中:NGC4941(Seyfert2) 下:NGC3366(通常の銀河):通常銀河と Seyfert 銀河とでは、輝線の有無という点で、スペクトルの形が全く違うことがわかる。Seyfert2では、 $H\gamma$ や $H\beta$ の狭い輝線幅が観測されているが、Seyfert1では同じ核種でも広い輝線幅として観測されている。一方で、酸素の2階、3階電離輝線は、双方とも幅の狭い輝線として観測されている。また、2型では4000Å周辺の青い領域で連続光が弱いことがわかる [5]。

2.1.1 AGN 統一モデル

以上のような1型と2型の光度やスペクトルの複雑な違いを、統一的に解釈することは、巨大なBHの性質や周辺物質からの放射を理解する上では非常に重要である。これらを統一的に説明する枠組みとして、現在最も肉薄しているのは、図2.4に示すAGN統一モデルであり、1型と2型の違いは観測者が中心核を見込む角度の違いに因るものである、と考えられている。

統一モデルで考えられているAGNの幾何構造としては、中心核の周囲に、星間ガスによる降着円盤が形成され、更に円盤を覆うように、その外側に光学的に厚いトーラスが存在している。Seyfert銀河では、主に可視域、紫外域あるいはX線帯域で輝線スペクトルが観測されるが、統一モデルによれば、先述した可視域での幅の広いBroadな輝線は中心核付近に存在するBLR(Broad Line Region)から発生し、幅の狭いNarrowな輝線は中心核から遠く離れた場所に存在するNLR(Narrow Line Region)から発生している、と考えられている。これらの解釈は、以下のような観測事実に基づき予測されている。

そもそも輝線が幅を持つ理由としては、粒子の力学的な運動による自身のドップラーシフトによるものであると考えられているが、中心付近に存在するBLRでは、降着円盤の内縁からの色温度の高い放射が卓越しており、高温高密度なプラズマが支配的となり、各粒子はより激しく運動を行っているために、幅の広い輝線が出やすい。このような、高温高密度下では粒子間の衝突が頻繁に発生するので、NLRで観測されるような禁制線が発生する前に、許容線による遷移が起ってしまうことから、BLRからの輝線は幅の広い許容線が支配的となる。一方で、NLRは前述のように禁制線が支配的となる。この理由としては、BLRに比べてNLRは中心核から離れているので、物質が静的に存在しており、粒子間の衝突が起り励起や遷移が発生するよりも前に、自然遷移で基底状態に戻ることが可能であるからである。またこの領域では粒子の運動は穏やかなものであり、粒子の速度幅も小さく、幅の狭い輝線が観測される。以上からNLRからの輝線は幅の狭い禁制線が支配的となる。また、前述のように、2型では青い連続光が弱く、吸収が大きいと考えられていた問題も、光学的に厚いトーラスによって、中心からの青い連続光が遮られ、光度が低下すると考えれば、解決できる。実際に、X線を用いた観測ではその妥当性が確認されており、1型の観測スペクトルに水素柱密度にして $\sim 10^{23} \text{cm}^{-2}$ といった厚い物質を仮定したモデルを挿入することで、2型の観測スペクトルを再現できる。

更に、このトーラスモデルは1型と2型で異なる輝線の見え方の違いも、説明できて都合が良い。2型の場合にはBLRが厚いトーラスによって遮られ見えにくい状況を考えれば解決できる。つまり、2型はAGNをトーラスが見えるように真横から観測していると考えればよい。またNLRの輝線スペクトルについても1型、2型間に大きな相違はないことが確認されており、NLRはトーラスによって隠される位置関係にはないと考えて矛盾はない。このことから考えると、1型の観測方向は中心核からの一次的な放射とBLR、NLR全てを観測できる見込み角を選択すればよく、中心核を斜めの方向などから見込めばよい。以上の事柄やAGNの観測結果、また観測者の見込み角によって1型と2型が説明できるというモデルの単純さから、この解釈は今のところは広く受け入れられている。

しかし、統一モデルでは説明できない現象も多々見つかってきている。例えば、トーラスの吸収が極端に小さい場合や、吸収量やスペクトルの激しい変動がみられる報告もあり、これらの複雑な挙動は統一モデルでは説明できない。また、近年ではモデルの妥当性を確かめるべく、可視光の偏光分光観測により、2型の隠されたBLRを高温ガスを散乱体として検出する試みも行われており、実際に検出されているが(図2.3)、全ての2型で検出されるわけではなく、2型にはBLRが存在しないものがあるのか、それとも単に、散乱体対が存在しないだけなのか、その詳細は未だによくわかっていない[7][8]。また、本研究で対象にしている、中心核付近の高温高電離プラズ

マの物質分布や物理状態についての詳細な報告は少なく、統一モデルで説明できない不明な点は数多く残されている。

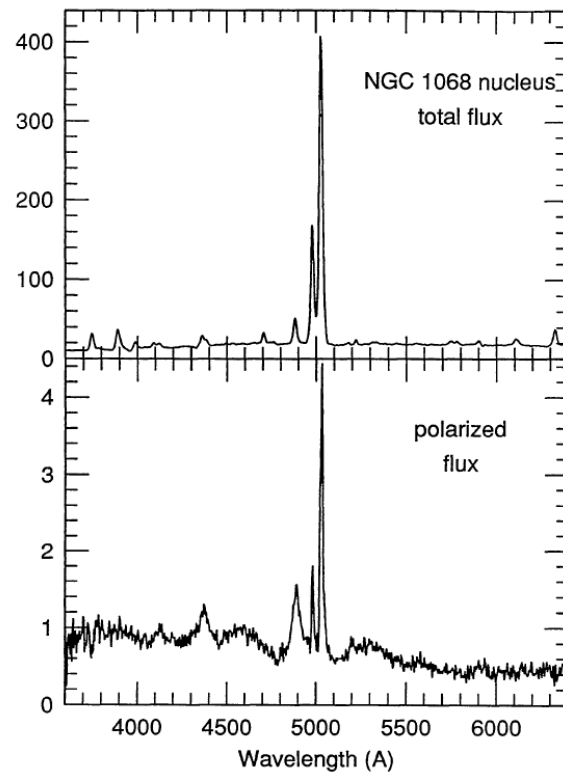


図 2.3: 2 型 Syfert 銀河 NGC1068 の可視輝線スペクトルを示す。上:輝線スペクトル、下:偏光成分スペクトル である。偏光成分スペクトルでは $H\beta(486.13\text{nm})$ の幅が広がっていることがわかり、BLR からの成分が加算されていると考えることができる [7]。

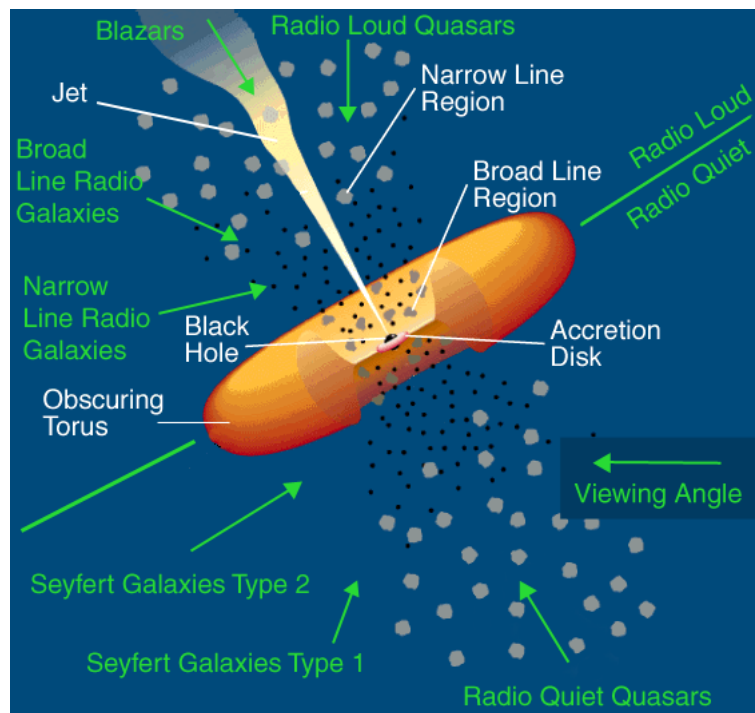


図 2.4: AGN の統一モデル [6]。本項では特に触れていない、ジェットを伴う AGN (電波銀河、ブレイザーなど) も統一モデルの中に組み込まれている。

2.2 Seyfert 銀河の X 線スペクトル

AGN に分類されるブレイザー天体はジェット成分に埋もれて中心核からの放射が見えにくいですが、Seyfert 銀河のようにジェット成分の弱い AGN は中心核からの放射が見えやすく、本研究のように中心核付近の電離プラズマの状態を探るには適した天体である。また、X 線帯域の放射は中心核のほとんど近傍の降着円盤の内縁付近から放射されていると考えられており、中心核付近を探る電磁波としては X 線が最も適している。

Seyfert 銀河の X 線スペクトルの主な成分は、図 2.5 に示すように軟 X 線超過成分 (soft excess)、連続 (Power-law) 成分、鉄輝線を含む反射成分などが含まれる。これらは Seyfert 銀河の周囲の環境を反映している (図 2.6) ため、これらのスペクトル解析を行うことによって、中心核からの光度や中心 BH 質量、降着円盤内縁の温度、また中性鉄輝線や吸収端からは、静的な散乱体の立体角分布や光学的な厚さなどを知ることができる。

また、近年では高温の電離体として、軟 X 線帯域での Warm Absorber も見つかってきており、吸収体の中心天体からの半径分布や電離度、柱密度なども知ることができる。特に本研究では、従来よりも高電離の物質からの吸収輝線を調査することを本旨にしているため、以下では、Warm absorber も含めた X 線スペクトルの各成分の特徴とそこからわかる物理的な情報を述べる。

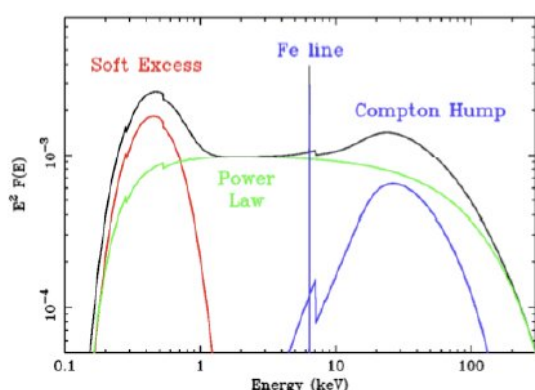


図 2.5: Seyfert 銀河の AGN の X 線スペクトル。図中の各成分の色分けは図 2.6 の各成分の色分けと対応している。

[9]

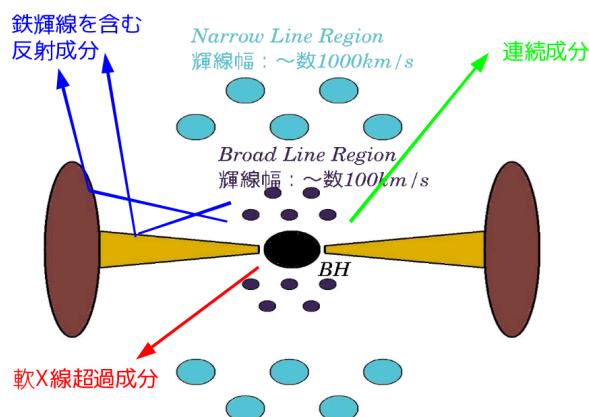


図 2.6: AGN スペクトルの各成分の発生場所を示す模式図。黄色部分は降着円盤、茶色部分はトーラスを示す。

[10]

2.2.1 軟 X 線超過成分 (soft excess)

Seyfert 銀河の X 線スペクトルを単純なべき関数 (後述の Power-law 関数) で Fit すると、およそ 2keV 以下で山状の超過成分が見える。これを軟 X 線超過成分 (soft excess) と呼ぶ。

スペクトル上での軟 X 線超過成分の解釈については以下のように行える。AGN 周囲の降着円盤として、標準降着円盤 [14] を仮定すると、半径によって温度が異なり、その温度に応じエネルギーの放射が観測される。これを、幾何学的に薄く光学的に厚い標準降着円盤の多温度黒体放射モデル (Multi Color Disk:MCD model) というが、このモデルを単純なべき関数に印加して観測データの Fitting を行うと、軟 X 線帯域にピークを持つ熱的な放射成分として、軟 X 線超過成分が再現できる。

典型的には、0.1keV 程度にピークをもつ温度の黒体放射モデルで Fitting が可能となっているが、実際に標準降着円盤モデルから予想される理論的な内縁放射温度は、紫外線帯域 ($\sim 10\text{eV}$) に存在し、軟 X 線帯域で降着円盤からの熱放射が実際にあるわけではない。理論的に予想される標準降着円盤の内縁放射温度の推定は、参考文献 [4] を参照されたい。

現在この問題については、中心核周辺には高温コロナが存在し、内縁の紫外線帯域の黒体放射を、そのまま X 線帯域にまでたたきあげているといった説 [12] や、変動の激しい 1 型 Seyfert 銀河について、移流効果を組み込んだ降着円盤モデル (slim disk model) を考えることによって、軟 X 線超過成分を説明する試み [13]、更に BH 連星の観測結果を元に、disk による相対論的な反射成分を考えることによって説明する試み [15] などが考えられているが、これらの論争は未だ議論の域をでていない。

2.2.2 連続 (Power-law) 成分

連続 (Power-law) 成分は X 線スペクトル全体に渡ってべき型に伸びているスペクトル成分であり、Seyfert 銀河では軟 X 線超過成分が無視できる 2keV 以上で特に支配的な成分になる。一般的に、光子数のエネルギー分布は、

$$A(E) = KE^{-\Gamma} \quad (2.5)$$

と表すことができる。ここで、 Γ は光子指数と呼ばれる無次元量であり、典型的に 1.5~2.5 である。また、K は規格化定数である。

連続成分は物理的には、以下のように説明される。降着円盤から発生した低エネルギーな種光子が、数 100keV くらいの高温で低密度なコロナに入射し、高温電子によって逆コンプトン散乱と呼ばれる過程を引き起こすことによって、高エネルギー側にまで、たたきあげられ、べき型スペクトルが発生すると考えられている。

たたきあげられた高エネルギー光子は、入射高温プラズマの温度以上のエネルギーを持つことはできないので、その温度に対応するカットオフと呼ばれる折れ曲がり Power-law スペクトル中に現れる。このカットオフを考慮すると、式 (2.5) のべき関数は以下のように書き換えられる。

$$A(E) = KE^{-\Gamma} \exp(-E/E_{cut}) \quad (2.6)$$

ここで E_{cut} はカットオフエネルギーである。Seyfert 銀河のカットオフエネルギーは、典型的に、およそ 100keV 辺りでみられると観測的にわかっている [16][18]。また、理論的には、熱的な電子温度に依存するカットオフエネルギー E_{cut} が大きくなるほど、べき指数 Γ が小さく (硬く) なるといわれており、これらの相関が研究されているが、明確な相関は観測的にはよく理解されていない (図 2.7)。

2.2.3 中性物質による寄与

AGN からの放射は中心核からの直接的な一次放射 (連続光) と、周囲の中性的な物質との相互作用によって影響を受けた二次的な反射成分や吸収構造が存在する。このような反射や吸収は、周囲の静的で厚い中性のトーラスや降着円盤の寄与による二次的な成分であると考えことができ、これらの成分を詳しく調べることによって、周囲の静的な低電離物質の環境を予測することが可能である。

以下では、中性物質による反射成分に含まれる鉄輝線、また連続的な反射成分と、低エネルギー側での吸収構造について各々言及を行う。

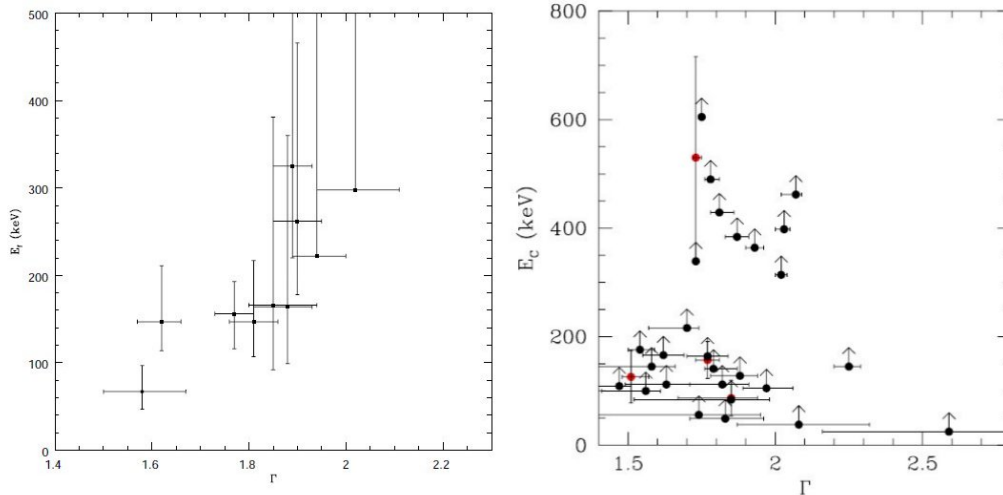


図 2.7: 光子指数 Γ とカットオフエネルギー E_C との関係 左が Seyfert1 型の場合 [16] 右が Seyfert2 型の場合 [17]

鉄輝線

AGN の X 線スペクトル中で最も際だって観測される輝線が中性鉄からの Fe- $K\alpha$ 輝線 (6.4 keV) である。中性鉄輝線は物理的には、蛍光 X 線と呼ばれる放射によって発生しており、これは、高エネルギー光子によって中性鉄の内殻準位の電子が自由電子へとたたきあげられ、空席の準位に外側の準位の電子が落ちてくる際に、放出する単一のエネルギーを持つ輝線放射である。また、鉄 $K\beta$ 輝線 (7.05 keV) も中性鉄からの反射として観測されるが、M 殻 K 殻遷移は L 殻 K 殻遷移に比べて起こりにくいため、 $K\alpha$ 輝線の 10% 程度の強度しか持たない。

鉄が目立って観測される理由としては、鉄は恒星進化の過程において、重元素の中では最も多く合成される元素であるからである。また、鉄の原子番号が大きいことから、蛍光分岐比 (K 殻電子の光電吸収のうち、オージェ電子ではなく、K 蛍光線がでる確率) が大きいことなどもその理由の一つとしてあげられる。

このように鉄輝線は AGN 周辺の物質との相互作用によって発生しているため、天体周囲の物理状態を知る上での重要な因子となっており、図 2.9 に示すように、実際に輝線情報から様々な物理情報を知ることが可能である。

反射成分

ジェットの弱い Seyfert 銀河の X 線スペクトルを単純なべき関数のみで Fit すると、10keV 以上に盛り上がり (hump) のような残差構造が確認されるが、この構造を反射成分と呼んでいる。反射成分は一般的に、冷たい物質からの反射であると考えられており、Seyfert 銀河では周囲を囲むトーラスや降着円盤等の光学的に厚い物質による相互作用によって発生すると考えられている。

反射成分がこのような hump のような構造を示す理由であるが、散乱確率はエネルギーに依存しない、トムソン散乱断面積に依存する一方で、一般的には低エネルギーの光子ほど、反射の前後で吸収が起こりやすいからである。吸収された低エネルギー光子によって、軟 X 線帯域で強度が相対的に小さくなり、20-30 keV 辺りの高エネルギー側に hump のピークを作る。

さらに、反射成分を特徴づける要素として、先述した鉄輝線やそれに付随する吸収端構造などもあげられる。吸収端構造からは反射物質の電離度を見積もることが可能となっている。吸収端

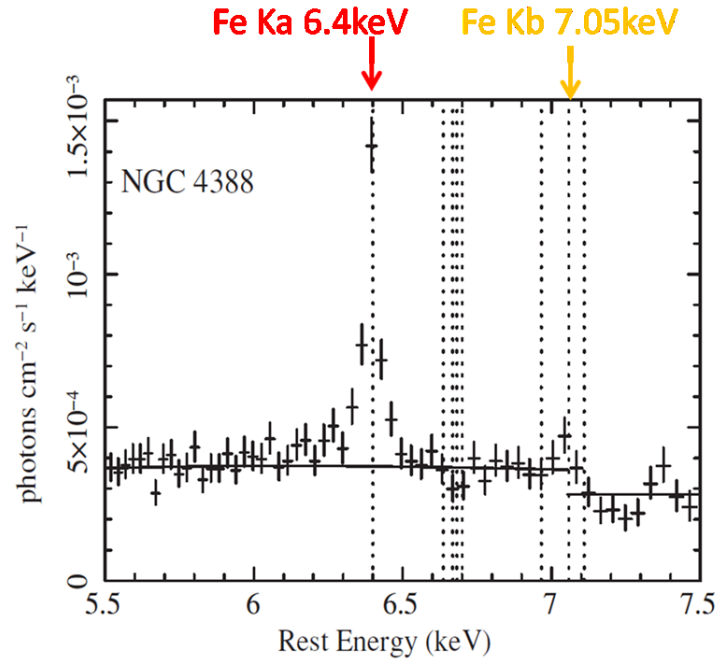


図 2.8: NGC4388(2型 Seyfert 銀河) での鉄ライン周辺での X 線スペクトル。Fe-K α 輝線と、Fe-K β 輝線が見えている [20]。

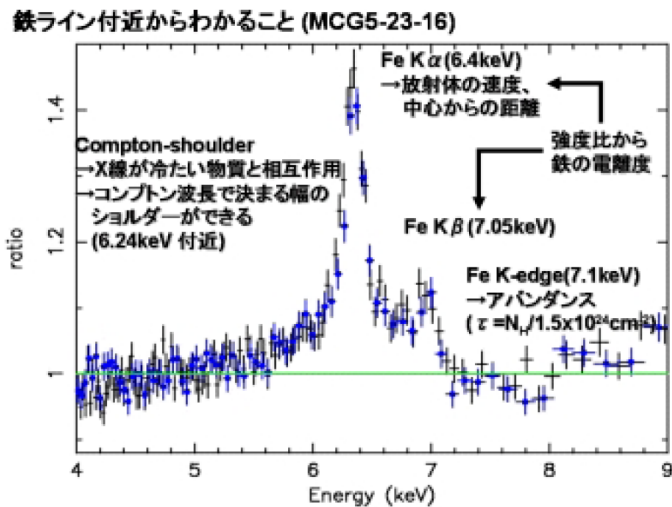


図 2.9: 鉄輝線からプローブできる物理情報 [19]

の発生原理の理解のために、Fe-K α に付随する吸収端 (7.1keV) を例に考える。鉄の K 殻電子を、自由電子へと励起させるためには 7.1 keV 以上のエネルギーをもった光子が入射する必要がある、Fe-K α が発生すると、7.1 keV 以上の光子数が連続光の強度より相対的に小さくなってしまい、これが吸収端構造として現れる。このことから、吸収端は鉄の存在比が多いほど、深い構造となり、他の重元素に対する鉄の相対的な存在比がわかる。一方で、鉄の存在比を太陽組成比等の一定値として仮定すると、吸収端の深さに依存するのは単純に物質の存在量のみであるので、光学的な厚みが推定できる。吸収端から光学的な厚みを求める関数としては、一般的に以下の関数を用い

ることができる。

$$M(E) = \begin{cases} 1 & (E \leq E_c) \\ \exp[-\tau(E/E_c)^{-3}] & (E \geq E_c) \end{cases} \quad (2.7)$$

ここで E_c は、輝線を発生させるために必要なスレッシュホールドエネルギー（上記の例では 7.1keV）、 τ は光学的厚さを表す無次元量である。光学的厚さ τ と水素柱密度 N_H との間には、 $\tau = N_H/1.5 \times 10^{24} \text{cm}^2$ の関係があるため、 τ の見積もりによって柱密度の推定が可能となる。

吸収構造

比較的高エネルギー側に特徴をもつ反射成分に対し、吸収構造は軟 X 線帯域のスペクトルに影響を及ぼす。中心核近傍から放射された直接成分は、トーラスや外縁の降着円盤などの周囲の冷たい物質に入射した際の相互作用として光電吸収を引き起こす。実際には、それらの他に母銀河の吸収の寄与なども考えることができるが、X 線スペクトルの吸収を説明する際のモデル関数としては、以下の wabs モデルを用いてその寄与を見積もることがたびたび行われる。

$$M(E) = \exp(-N_H \sigma(E)) \quad (2.8)$$

ここで、 $N_H(\text{cm}^{-2})$ は水素の柱密度を表す。また、 $\sigma(E)$ は光電吸収断面積であり、ここではトムソン散乱断面積は考慮にいれていない。図 2.10 には、wabs モデルを用いて、様々な柱密度の吸収値を考慮した場合のべき関数を示す。特に 0.5 keV あたりに見える大きな不連続的な構造は酸素の吸収端であり、反射成分にも見られた吸収端の構造が、wabs モデルにも見られることがわかる。この図から X 線スペクトル上において、中性物質による吸収は特に低エネルギー側で顕著にみることができ、一般的には $\log N_H \leq 22 \text{cm}^{-2}$ ではおよそ 1 keV 以下で吸収が効き、 $\log N_H = 22 \sim 23 \text{cm}^{-2}$ で 1 ~ 5 keV ほどで吸収が効く。

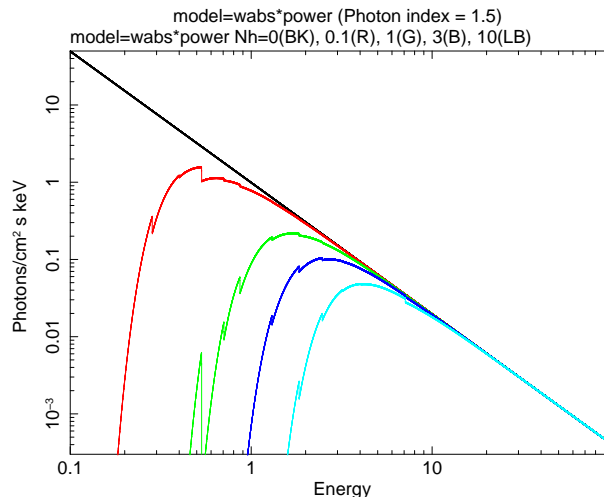


図 2.10: wabs モデルを用いた様々な柱密度の吸収値を考慮した場合のべき関数 (wabs×power law) を示す。色の違いは柱密度の違いを示しており、黒: $N_H = 0 \text{cm}^{-2}$ (つまり単純な power law 関数)、赤: $N_H = 1.0 \times 10^{21} \text{cm}^{-2}$ 、緑: $N_H = 1.0 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$ 、青: $N_H = 3.0 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$ 、水色: $N_H = 1.0 \times 10^{23} \text{cm}^{-2}$ である。

2.2.4 電離物質によるスペクトル構造

以上の冷たい中性物質による寄与がある一方で、電離した物質の存在も、吸収や反射構造として AGN のスペクトルに影響を及ぼす。これらは、上で紹介した冷たい物質とは異なった寄与を示しており、それらの解析から得られる物理量も異なる。

電離物質は、冷たい物質よりも AGN の近傍に存在すると考えられており、近年その物理状態について調べられてきた。当初は、Warm Absorber として、1984 年に Einstein 衛星を用いて QSO MR2251-178 を観測した際に 1-2 keV に存在する熱い吸収体として、その存在が提唱された [21]。更に 1993 年に打ち上げられた我が国 4 番目の X 線天文衛星として活躍した ASCA 衛星の観測においても、多くの 1 型 Seyfert 銀河で Warm absorber の存在が報告されている [24]。更に、その後打ち上げられた Chandra 衛星に搭載された、高いエネルギー分解能をもつ HETG/LETG(High/Low Energy Transmission Grating) 検出器での観測により、Warm absorber は様々な重元素の原子・イオンからなる高電離した輝線や吸収構造の集合体であることが明らかになっており、典型的に数 100km/s の速度で青方変移していることが多いことも報告されている (図 2.11)。これらは、降着円盤からの物質の放出 (アウトフロー) が発生していることを示唆しており、BH 近傍の激しい活動性を示している。

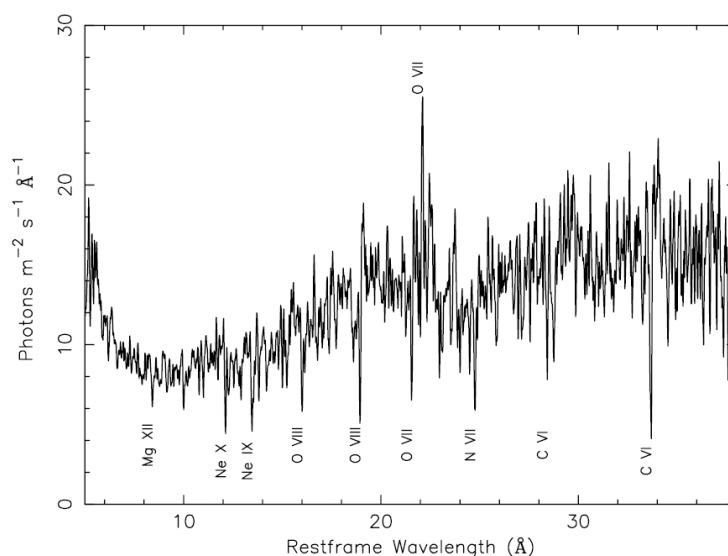


図 2.11: Chandra/LETG で観測した NGC5548(Seyfert1) での軟 X 線スペクトル。様々な元素の高階電離ラインが見える。 [25]

一方で、近年では図 2.11 などに示した物質よりも、高い電離度を示すラインの報告もなされている。代表的な高階電離ラインとしては、ヘリウム様鉄ライン;6.70keV や 水素様鉄ライン;6.97keV などであり、近年、微弱ながらもヘリウム様硫黄ライン;2.45keV や 水素様硫黄ライン;2.62keV なども報告されつつある。しかし、これらのラインを用いての解析報告は未だに少なく、詳しい物理状態はわかっていないのが現状である。

電離体による吸収端

吸収端の構造からは、電離体の物理的な情報が原理的には引き出すことができる。(2.7) 式に示した吸収端を表す関数は、電離したイオンが作る吸収端にも適用でき、同様に光学的厚さ τ を推定することができる。また、電離ラインの吸収端のエネルギーは周囲の環境の電離度により、鉄の場

合には7~9 keV 周囲で変化するために、その値から電離度がわかり、電離パラメータ ξ (erg·cm/s) が推定される。以上と、Tarter ら [23] によって定義された以下の電離パラメータの式 (2.9) を用いると、中心核からの距離の上限 R (cm) の推定が可能となり、そのジオメトリに制限を与えることができる。

$$\log \xi = \frac{L}{nR^2} \leq \frac{L}{N_H R} \text{ erg} \cdot \text{cm/s} \quad (2.9)$$

ここで、 n (cm⁻³) は原子の数密度である。

しかし、実際上は電離した物質に起因する吸収端は非常に微弱なうえ、特に 2 keV 以下では多種多様なイオンの吸収端や輝・吸収線などに埋もれている場合がほとんどであり吸収端の特定は非常に難しく、本研究で目指している電離体の物理情報は、この方法から制限することは困難である。

よって、本研究では次項に示す方法を用いて電離ラインの強度を見積もり、物理パラメータの導出を行う。次項では、電離輝線、吸収線から抽出される情報について、電離パラメータの導出も含めて言及する。

電離輝線から導出される物理情報

電離輝線が観測される場合の発生物理過程としては、中性物質の場合の蛍光 X 線とともに以下のような共鳴散乱が考えられる。イオンが特定のエネルギー (He-like Fe-K α の場合 6.7keV) を持った X 線光子を共鳴吸収した際にイオン内の電子は励起するが、これは非常に不安定な準位であり、すぐに元の準位へ戻る。このとき、共鳴吸収したエネルギーと同じだけの X 線光子を 4π 方向に等確率に放射し、結果として共鳴散乱として観測され、特に共鳴散乱体が視線方向外に存在していると輝線として観測される。これらの共鳴散乱は、通常考えられる散乱過程であるトムソン散乱よりも反応断面積が数桁大きいため、共鳴散乱が支配的に観測されると考えられる。

このように発生した電離輝線は X 線スペクトル上では、中性鉄輝線と同様に、ガウス関数によって表され、スペクトルフィットを行うことによって、様々な情報を抽出できる。

電離吸収・輝線は、上述のように原子やイオン中の電子の準位間遷移によって、その準位に応じた特定のエネルギーに対してライン構造をつくるので、ガウス関数でフィッティングした際の中心エネルギーからイオン種を特定することができる。表 2.2 に各イオンの吸収線の見られるエネルギー値についての文献値を示す。

Energy(rest frame)	核種
1.02 keV	Ne X K α
1.34 keV	Mg XI K α
1.47 keV	Mg XII K α
1.86 keV	Si XIII K α
2.01 keV	Si XIV K α
2.45 keV	S XXV K α
2.62 keV	S XXVI K α
3.10 keV	Ar XVII K α
3.32 keV	Ar XVIII K α
6.70 keV	Fe XXV K α
6.97 keV	Fe XXVI K α

表 2.2: 吸収構造が見られる電離吸収線の文献値を示す。これらの値は XRAY DATA BOOKLET[34] を参考にしている。

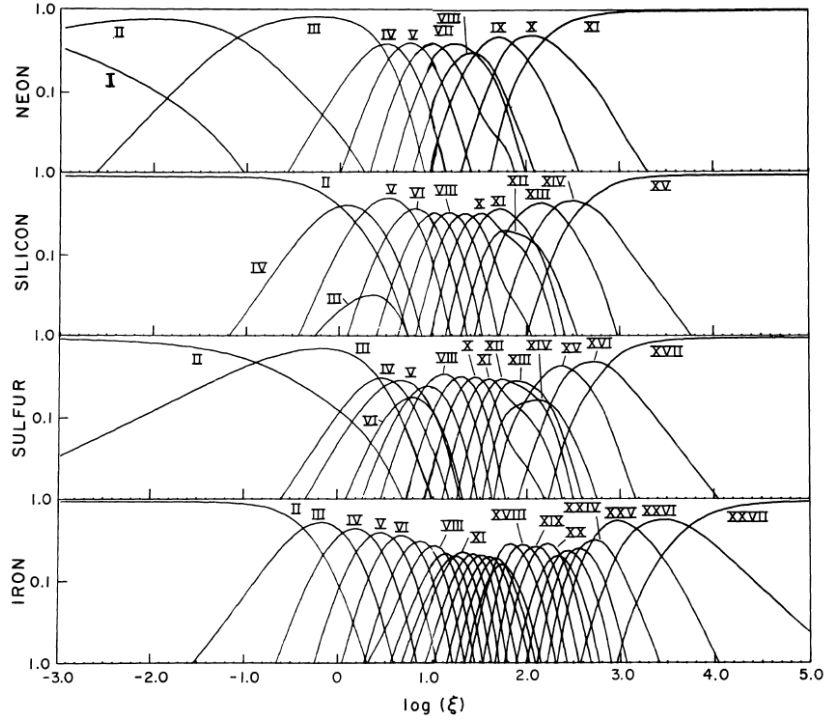


図 2.12: ネオン、珪素、硫黄、鉄の各電離パラメータによる各イオンの存在比を示す。電離パラメータの値が大きいほど、高階電離のイオンの存在度が高いことがわかる [35]。

また、同様に中心エネルギーからは、以下のドップラーシフトの式を用いることにより、放射体のバルク速度を求めることができる。

$$Z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{v}{c} \quad (2.10)$$

ここで、 λ_0 は静止系での輝線の中心エネルギーに対応する波長であり、 λ は実際に観測された輝線の中心エネルギーに対応する波長、 c は光速、 v は放射体のバルク速度である。

さらに、前項で触れたように、フィッティングで求めた電離輝線の強度比から以下のように、電離パラメータを推定することが可能である。ラインの強度は電離鉄の存在量や静的な物質による吸収、または放射領域の電離度等の AGN 周囲の複雑な環境によって変動しうるが、複数の同核種の電離ラインの相対強度によって電離パラメータの推定が行える。図 2.12 には、Kallman らによって計算された、ネオン、ケイ素、硫黄や鉄といった元素の電離パラメータに依存する各イオンの存在比を示す。この図とスペクトル中の各イオンの相対強度から、電離体の電離パラメータが推測できる。例えば、図 2.12 の鉄の図において、 $\log \xi = 3.5$ の辺りに注目すると、Fe XXV と Fe XXVII が同程度存在し、Fe XXVI はこれら 2 つのライン強度より僅かに強い強度を示すが、 $\log \xi = 4$ になると Fe XXV はもはや観測されず、Fe XXVII の強度が Fe XXVI の強度を上回る。さらに、 $\log \xi = 5$ になると Fe XXVII が支配的となり、他の電離度のイオンは発生しなくなることが読み取れる。

電離吸収線から導出される物理情報

電離吸収線の物理的な発生過程は、電離輝線の場合と同じであるが、共鳴散乱体が視線方向に存在していると吸収線として観測される。

吸収線から得られる情報は、輝線の場合と同様にガウス関数のフィッティングから得られた情報から、イオン種やドップラーシフト、電離パラメータなどが推定できる。

一方、吸収線においてのみ、電離ライン等価幅 (Equivalent Width; EW) と視線方向上の水素柱密度 N_H についての相関がある。Kotani et al [31] はブラックホール連星において、成長曲線 (growth curve) と呼ばれる相関曲線をシミュレートによって求め、鉄電離ラインの EW から鉄の柱密度を求めることに成功している。近年、鉄電離ラインが Seyfert 銀河でも発見されており、Bianchi et al [32] は Seyfert 銀河における growth curve をシミュレートし天体の物理情報を得ている (図 2.13)。この図と、観測から求めた電離ラインの EW を用いると、放射領域の水素柱密度が求めることができ、さらに、式 (2.12) を用いれば、放射領域の中心核からの距離の上限 R を求めることができる。しかしながら、AGN においては growth curve を用いての解析例は少なく、高温電離体についての詳細な理解はなされていない。

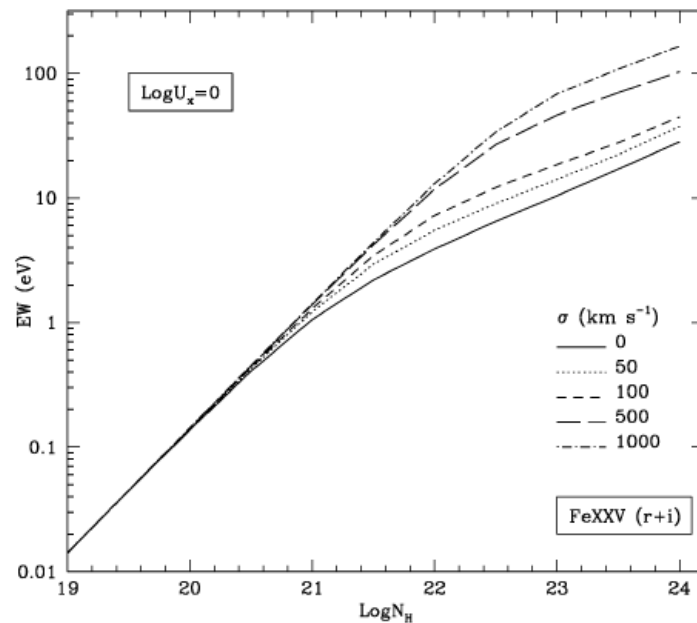


図 2.13: Seyfert 銀河の $\text{Fe}_{XXV} K\alpha$ (He-like Fe- $K\alpha$:6.7keV) の等価幅 (EW) と水素柱密度 $\log N_H$ との相関を示す growth curve [32] を示す。複数の曲線が描かれているが、これは運動温度の違いによるものであり、下の曲線から順に、0, 50, 100, 500, 1000km/s である。

2.2.5 高電離物質の先行研究

先述のように、本研究で取り扱う高階輝線ラインを用いた観測例は充分ではないが、ヘリウム様鉄、水素様鉄の電離ラインの観測報告は増えてきている。Risaliti et al [29] は、およそ $10^{22-23} \text{cm}^{-2}$ もの水素柱密度を持つ光学的に厚い吸収体を伴う 2 型 Seyfert 銀河、NGC1365 の $\text{Fe}_{XXV} K\alpha; K\beta$ 、 $\text{Fe}_{XXVI} K\alpha; K\beta$ の電離ラインを調べた結果、双方の $K\alpha$ 線で、 $\sim 100 \text{eV}$ もの等価幅を持つ大きな電離吸収線を確認した。これは、電離体が $\sim 5 \times 10^{23} \text{cm}^{-2}$ の柱密度にも達する非常に厚いもので

あることを示している。また、その中心エネルギーが、1000 ~ 5000km/s もの速度で大きく blue shift し、変動していることがわかり、物質が降着円盤から視線方向に向かって激しく outflow を行っている現場を捉えたといえる。図 2.14 に XMM-Newton 衛星で観測された NGC1365 の鉄ライン周辺のスペクトルを示す。また、radio quiet QSO である、PG1211+143 などからは、~10000km/s にも及ぶ、更に高速度な outflow 物質の証拠として、blue shift した FeK 吸収線が見つまっている [30]。

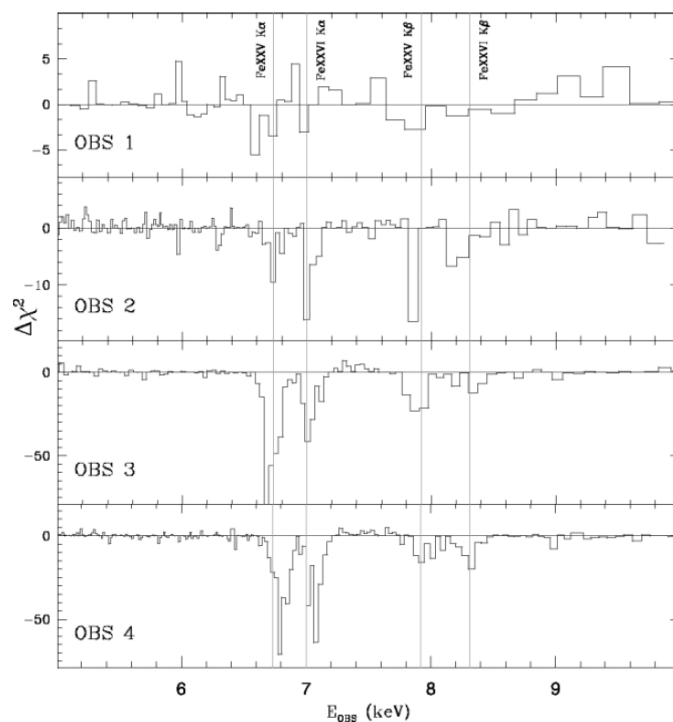


図 2.14: XMM-Newton で観測された、NGC1365 の電離鉄吸収線の観測毎の変化を示す。吸収線強度の変化はもちろん、中心エネルギーも変動しており、outflow にも活動性があることが伺える [29]。

一方で、 $S_{XV} K\alpha$ 、 $S_{XVI} K\alpha$ の電離ラインについての報告は、Gofford et al [1] などの限られた報告しかないのが現状である。Gofford et al は すぐく衛星と Swift 衛星を用いた、Warm absorber を持つ QSO;MR2251-178 の観測結果より、 $Fe_{XXIV} K\alpha$ 、 $Fe_{XXV} K\alpha$ 、 $Fe_{XXVI} K\alpha$ 、 $S_{XV} K\alpha$ 、 $S_{XVI} K\alpha$ などの電離ラインがどのような物理状態の電離体から放射されたものなのか、を調査した。観測された電離ラインを図 2.15 に示す。

以上から、電離硫黄ラインが放射される電離体は、電離パラメータにして、 $\log \xi = 2 \sim 3$ 程度、水素柱密度にして、 $\log N_H = 21 \sim 22$ 程度であることがわかっており、Gofford et al は観測された高階電離硫黄・鉄ラインを同時に説明するには、単一の電離体からの放射ではなく、いくつかの電離体が少しずつ電離ラインを放射した合算の結果として観測スペクトルを説明できる、との立場をとっている。

しかし、これらの観測毎の変化などについては、論じられておらず、放射領域の大きさやその活動性を探るために、電離体の時間変動は非常に興味深い問題である。

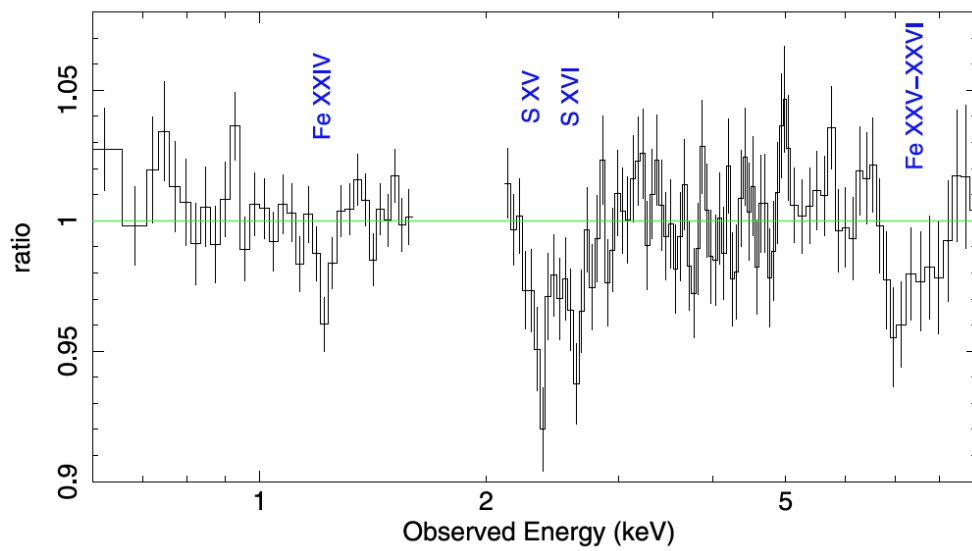


図 2.15: Suzaku 衛星で観測された、MR2251-178 の電離ラインのスペクトルを、連続成分との残差成分として示している [1]。

第3章 光電離シミュレータ XSTAR について

3.1 シミュレーションの意義

これまでの観測に見られるように、AGN 近傍の高電離プラズマは、スペクトル中で様々な原子・イオンの輝線・吸収線として表れていると考えられている。スペクトルを再現し、その物理状態の予測のためには、物質の密度や温度、中心からの放射強度などに依存する、各重元素・イオンの蛍光分岐比や共鳴散乱断面積などを考慮しなければならず、非常に複雑で難しい。

よって、本研究では光電離シミュレータ XSTAR を用いて、天体ごとに予測される高電離吸収体・散乱体の寄与をスペクトルモデルとして推定することで、観測データの再現を行った。以下では、XSTAR の概要とモデル構築のために必要なパラメータ、またその出力結果について言及する。

3.2 XSTAR の概要

光電離シミュレータ XSTAR は Kallman & McCray [35] によって、1982 年に version 1 が公開された、光電離平衡プラズマの物理的な状態と、放射スペクトルを計算する fortran77 で記述されたプログラムである。最新 version は 2.2 である (2011 年 9 月公開)。

XSTAR のジオメトリとしては、電離放射源を囲んでいる球殻状のガスを仮定しており、吸収体の密度や温度、中心からの放射強度、連続光の形状、重元素組成比 (abundance) などの入力物理パラメータに応じて、 $Z=30$ までの核種の原子・イオンのラインの再現を行うことができる。これは、物理的にはガスは中心天体からの放射に対してガスの物理状態に応じた吸収を行い、さらに再放射を行うと理解できる。また、電離ガスによる輝線・吸収線の再現だけでなく、連続光の吸収についても再現ができるので電離ガスから放射されるスペクトルをより詳細に推定できる。以下では、XSTAR を実行する際の基本的な入力パラメータとその出力、更に XSTAR2XSPEC と呼ばれるコードの出力とそこから得られるスペクトルモデルについても言及する。

3.2.1 input parameter

以下では、XSTAR を実行する際の基本的な入力パラメータを示す。

- Covering Fraction (cfrac) ... ジオメトリを指定するパラメータで、仮定する電離体が完全な球であるか ($cfrac = 1$)、電離放射を一部のみを覆うかを指定できる。定義域は $0 \leq cfrac \leq 1$ であり、デフォルト値は 1 である。今回は、視線方向に存在する吸収の寄与と同時に、同じ入力パラメータでの散乱体の寄与も見積もりたいので、 $cfrac=1$ としている。
- Temperature (temperature) ... 温度を指定するパラメータであり、電離体の熱平衡状態を計算する際の初期値をこの値で与える。単位は 10^4K であり、今回は AGN の典型値として $temperature = 100$ を与えた。

- Constant Pressure Switch (lcpres) … 密度を一定にして計算を行う (lcpres = 0) か、圧力を一定にして計算を行う (lcpres = 1) か、を指定するパラメータである。XSTAR では、この指定によって電離パラメータの定義式が以下のように変化する。

$$\text{ionization parameter} \equiv \begin{cases} \xi = L/(nR^2) & (\text{lcpres} = 0) \\ \Xi = L/(4\pi cR^2) & (\text{lcpres} = 1) \end{cases} \quad (3.1)$$

今回は式 (2.13) で示したように、 $\xi = L/(nR^2)$ を用いて電離体の物理パラメータを導出するので、lcpres=0 を採用した。

- Pressure (pressure) … 中性原子やイオン、電子、ラインの放射圧などを合算した圧力として定義される (単位は dynes cm^{-2}) が、lcpres = 0 を採用するとこの値は無視される。よって今回はこのパラメータは問題にしない。
- Density (density) … 電離体のガス密度を指定するパラメータであり、水素原子核の密度として近似される。単位は cm^{-3} であり、先述のように lcpres = 0 を採用すると、この値は一定値として扱われる。
- Spectrum Shape (spectrum) … 電離体に入射する連続光のスペクトル形を指定することができる。XSTAR では bremsstrahlung(熱制動放射), blackbody(黒体放射), power law(べき関数) の 3 つの簡単なスペクトル形が選択できる。今回は、2 章で紹介したように AGN の X 線帯域で支配的な放射である power law の関数形を用いる。

$$A(\varepsilon) = \varepsilon^\alpha \quad (3.2)$$

ここで α はエネルギーインデックスと呼ばれる無次元量であり、power law 関数の場合、式 (2.5) で表した光子指数 Γ とは $\alpha = \Gamma - 1$ の関係がある。また、power law を指定した場合には 0.1eV~1MeV の広い範囲において、電離体の及ぼす影響を計算することができる。

- Radiation temperature or Alpha (trad) … Spectrum Shape によって異なる役割を担うパラメータである。spectrum = blackbody を選択すると中心からの放射温度を 10^7K の単位で指定する必要がある。一方、spectrum = powerlaw を選択するとエネルギーインデックスを指定する必要がある。今回は、簡単のため trad = -1 で固定した。
- Luminosity (luminosity) … 中心放射源からの光度を指定する。単位は 10^{38}erg s^{-1} である。
- column density … 電離体の水素柱密度を指定する。単位は cm^{-2} である。XSTAR においてこの量は、 $\Delta R_{max} = N/n$ (N は柱密度、 n は上で指定した密度) を用いて、仮定している電離体の厚みの最大値 (ΔR_{max}) を見積もるために扱われる。
- log of the ionization parameter (rlogxi) … 先述のように、lcpres = 0 であれば、 $\xi = L/(nR^2)$ が採用される。この量は、2.2.4 節で述べたように、球殻の最内縁の半径を計算する際に扱うことができる。
- Abundances … 各元素の abundance を指定する。今回は各元素の abundance を 1solar(Anders & Grevesse 1989 [33] ; デフォルト値) に固定し、議論を行っている。

また、この他にも hidden parameter (隠しパラメータ) が存在する。その多くについてはデフォルト値を採用したが、いくつか変更点を行った。以下では特に変更を行った hidden parameter について言及を行う。

- Turbulent Velocity (vturbi) … XSTAR で表現される輝線・吸収線はガウス関数を仮定して表されているが、vturbi ではこれらの運動速度幅を指定することができる。単位は km s^{-1} であり、値が大きいほど各ライン幅が大きく表される。今回は AGN で観測される典型値として $\text{vturbi} = 200\text{km s}^{-1}$ を採用した。この値は、後述の XSTAR2XSPEC で参考になっている、grid25 (AGN の BLR を再現する際に用いられている公開モデル) でも採用されている値である。
- Number of Iteration (nitter) … XSTAR では、入力パラメータに応じて、冷却率と加熱率、また吸収率や放射率を計算し、熱平衡状態や電離平衡状態へ落ち着いた際の電離物質の応答を出力している。nitter はこれらの初期条件から熱、電離平衡状態に至るまでの反復計算回数を指定するパラメータである。デフォルト値は 0 であるが、この場合温度は一定値のまま扱われ、電離平衡状態の計算はなされない。通常の熱平衡状態の計算を十分行うには、 $\text{nitter} = 99$ と指定するのが好ましく、今回はこの値を採用した。

以上の入力パラメータを用いて、図 3.1 で示すフローチャートに従ってシミュレーションは実行される。XSTAR は様々な原子やイオンの各遷移で発生するライン放射の各エネルギーのテーブルを保持しており、パラメータ入力後は、それらに応じてテーブルの初期化が行われる。その後、入力した計算回数や、イオン化に寄与する光度が見積もられ、ガス雲の吸収率と放射率が等しくなる電離平衡の状態になるまで吸収や再結合の寄与の計算が繰り返し行われる。その結果、電離平衡に達した際の、各状態の原子イオンの放射率や散乱スペクトルなどが出力として見積もられる。

3.2.2 output files

以上の入力パラメータによって出力される結果が以下に示す file 群である。

- xout_spect1.fits … 入射連続光が吸収体を通じた際に現れるスペクトルとして出力される。一方、散乱の際に放射される輝線もスペクトルとしてこの file 中に記述されている。
- xout_cont1.fits … 連続光が、スペクトルとして記述されている。xout_spect1.fits との違いは、この file ではラインの情報は一切付加されていない点である。
- xout_line1.fits … シミュレートされた中でも強いライン強度を持つ 500 の核種の情報が記載される。各遷移に対するエネルギー準位の upper level, lower level, が再結合する際、散乱される際とに分けて記述される。
- xout_abund1.fits … 各イオンの abundance や、それらの冷却率・加熱率への寄与が記載されている。
- xout_detail.fits … 全イオンの存在比 (population) と連続光の放射率が記載されている。また、XSTAR の実行の際に、隠しパラメータとして選択できる write_switch(lwrite) を $\text{lwrite} = 1$ とすると、xout_detal2.fits というファイルも出力することができ、こちらには全ラインの放射率が各々記載されている。

3.2.3 電離パラメータ vs ライン強度

XSTAR の実行結果から、図 2.12 に示したような電離パラメータとライン強度比の相関を得ることができると、観測した電離ラインから電離パラメータを推定することが可能となる。今回は、

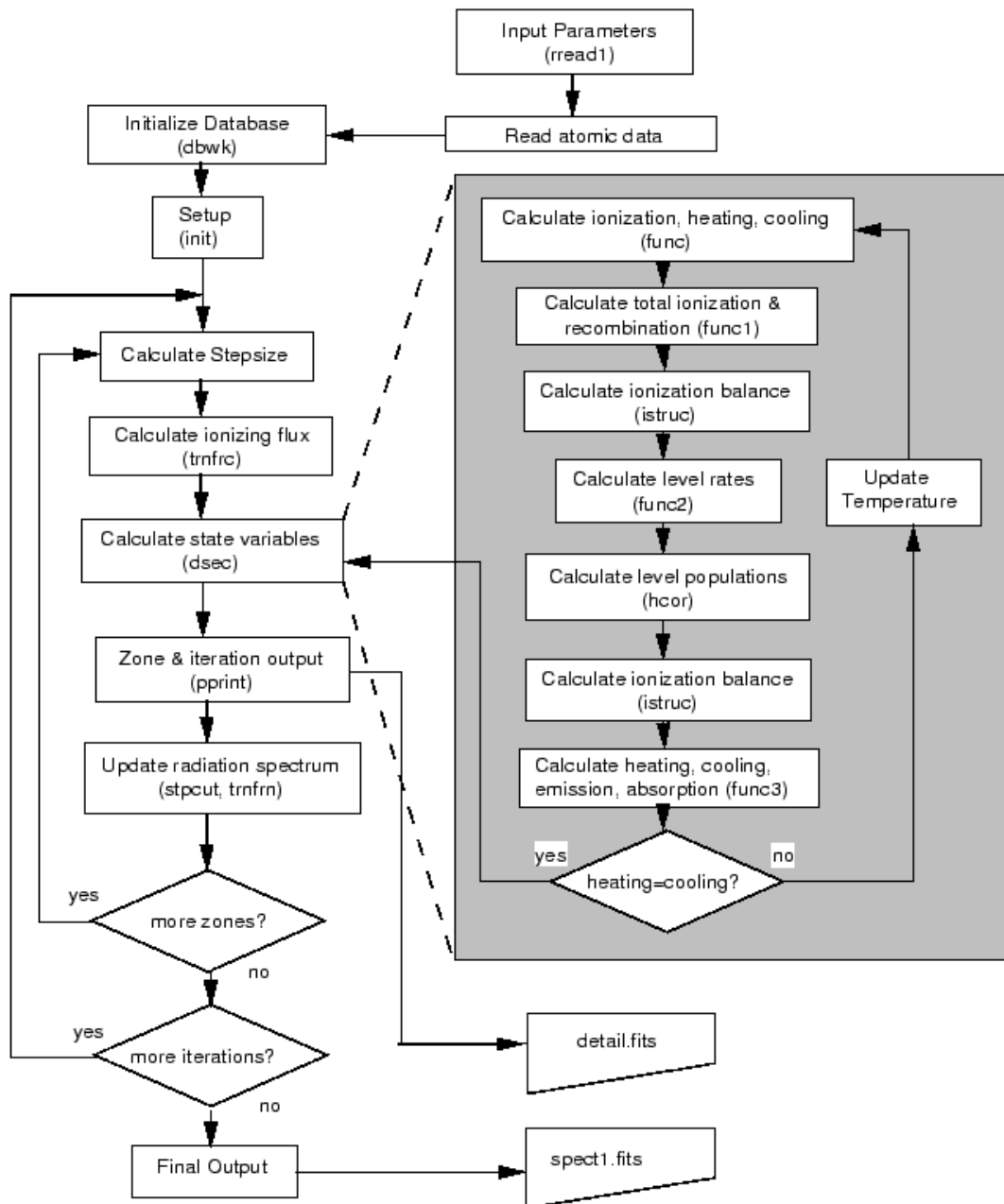


図 3.1: XSTAR プログラムのフローチャート [36]

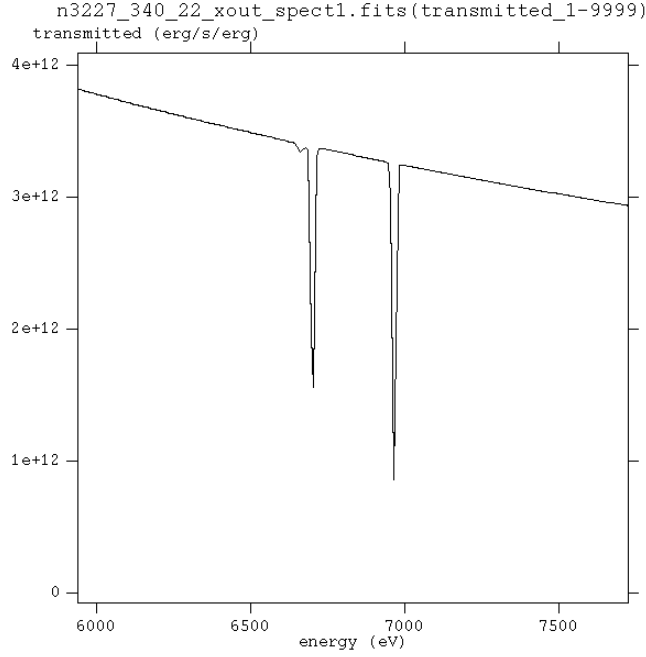


図 3.2: xout_spect1.fits に記述されているスペクトルを示す。設定 parameter は $N_H = 10^{22}$, $\log \xi = 3.4$, Luminosity = $2.5 \times 10^{43} \text{erg s}^{-1}$, density = $1.0 \times 10^8 \text{cm}^{-3}$ である。図では電離鉄周辺を拡大したものとなっており、連続成分、6.7keV の He-like Fe-K α 吸収線、6.97keV の H-like Fe-K α 吸収線 が確認できる。

対象にした各天体に沿った入力パラメータを指定し、各々の相関図を作成、使用して解析を行う。本項では特に相関図の作成について言及を行う。

XSTAR の実行によって出力した xout_spect1.fits には、入力パラメータに依存して各ラインの吸収線が付加された連続光スペクトルが付加されている。図 3.2 に出力スペクトルの例 (電離鉄周辺) を示す。このスペクトルから対象の電離ラインの強度を等価幅 (Equivalent Width; EW) として求め、電離パラメータ vs ライン強度 の相関図を作成した。

等価幅 EW とは、連続光の強度に対するラインの相対的な強度を表す量であり、輝線や吸収線の強度の比較の際に広く用いられる量である。EW は式 (6.15) のように表され、ライン強度が連続成分の何倍に相当するかを示していることがわかる。そのため、単位はエネルギーや波長が用いられ、ここでは [eV] を用いている。

$$EW(\text{eV}) = \frac{\text{ラインの強度 (counts/sec/cm}^2\text{)}}{\text{ラインの中心エネルギーでの連続成分の強度 (counts/sec/cm}^2\text{/keV)}} \quad (3.3)$$

各入力パラメータについては、基本的には 3.2.1 節で言及した値に固定しているが、Density については、今回対象にしている NGC3227 (天体選定の詳細は後述; 5 章参照) については典型値として $1.0 \times 10^8 \text{cm}^{-3}$ を与えた [37]。

電離パラメータに関しては $\log \xi = 1 \sim 5$ の範囲で 0.1 刻みずつ値を変化させて、XSTAR を繰り返し実行し、各電離パラメータでの EW を求めた。また、Luminosity の値であるが、本来であれば NGC3227 の典型値 $L = 1.0 \times 10^{41} \sim 1.0 \times 10^{43} \text{erg s}^{-1}$ [37] を与えるべきである。しかし、 $\log \xi = L/nR^2$ の定義式に見られるように、電離パラメータと Luminosity の間には $\xi \propto L$ の関係があり、Luminosity を一定値に fix してしまうと、一定の密度、距離にある電離体物質を仮定

したことにはならなくなってしまう。よって今回は、電離パラメータを変化させて実行する際に、Luminosity を $L = 10^{41} \sim 10^{45} \text{erg s}^{-1}$ の範囲で電離パラメータに比例させて、XSTAR の実行を行うこととした。先に示した NGC3227 の典型光度は、この範囲に収まっている。また、この際、水素柱密度は簡単のため $\log N_H = 22$ に固定している。

以上の事柄を踏まえて、各天体で電離パラメータを変化させた際の等価幅の値を S XV $K\alpha$, S XVI $K\alpha$ についての場合と、Fe XXV $K\alpha$, Fe XXVI $K\alpha$ の場合にわけ、各天体ごとにプロットした。図 3.3 に示す。この図から、各天体の密度の違いは電離パラメータとライン強度比の相関を大きく変化させないことがわかる。

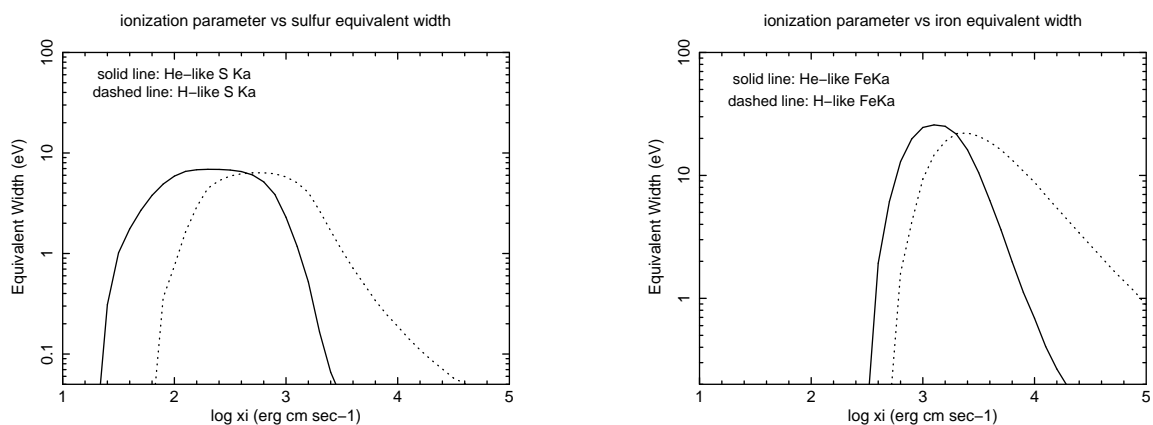


図 3.3: NGC3227 の電離パラメータと電離ライン強度比との相関図を示す。NGC3227 の $S_{XV}K\alpha$ (He-like S- $K\alpha$:2.45keV) と $S_{XVI}K\alpha$ (H-like S- $K\alpha$:2.62keV) の強度比と電離パラメータ ξ との相関を左図に示し、NGC3227 の $Fe_{XXV}K\alpha$ (He-like Fe- $K\alpha$:6.7keV) と $Fe_{XXVI}K\alpha$ (H-like Fe- $K\alpha$:6.97keV) の強度比と電離パラメータ ξ との相関を右図に示している。

3.2.4 Growth Curve (水素柱密度 vs ライン等価幅) の作成

電離パラメータ vs ライン強度 の項目と同様の手法で、2.2.4 節で紹介した Growth Curve の作成を行う。Growth Curve は先に紹介したように、視線方向上に存在する水素の柱密度と吸収線のライン強度の相関を表す曲線である。この曲線を用いると、観測した電離ライン強度から水素柱密度を見積もることができ、電離体の物理情報を引き出すことが可能となる。

各入力パラメータや Densityなどは前項と同様に、3.2.1 節で言及した値に固定している。一方で、この相関図では水素柱密度 N_H に対しての EW 相関を見るので、 $\log N_H = 21 \sim 24$ の範囲で 1 刻みずつ値を変化させ、各水素柱密度での EW を求めた。この際、電離パラメータは簡単のため、 $\log \xi = 1, 2, 3, 4, 5$ と 5 通りの値について相関図を作成した。Luminosity の値も前項と同様の理由により、 $\xi \propto L$ の関係を保ったまま、 $L = 10^{41} - 10^{45} \text{erg s}^{-1}$ の範囲に収まるように変化させている。

以上の手順で作成した NGC 3227 の Growth Curve を図 3.4 に示す。なお、Growth Curve は先述の通り、 $\log \xi = 1, 2, 3, 4, 5$ の 5 通りの場合に分けて作成したが、 $\text{Fe}_{XXV} \text{Ka}$, $\text{Fe}_{XXVI} \text{Ka}$ の Growth Curve は $\log \xi = 1, 2$ では、吸収線の構造が微弱で EW を求めることができなかったため、本論文では割愛する。同様の理由から、 $\text{S}_{XV} \text{Ka}$, $\text{S}_{XVI} \text{Ka}$ の $\log \xi = 1, 5$ での Growth Curve についても本論文では割愛する。

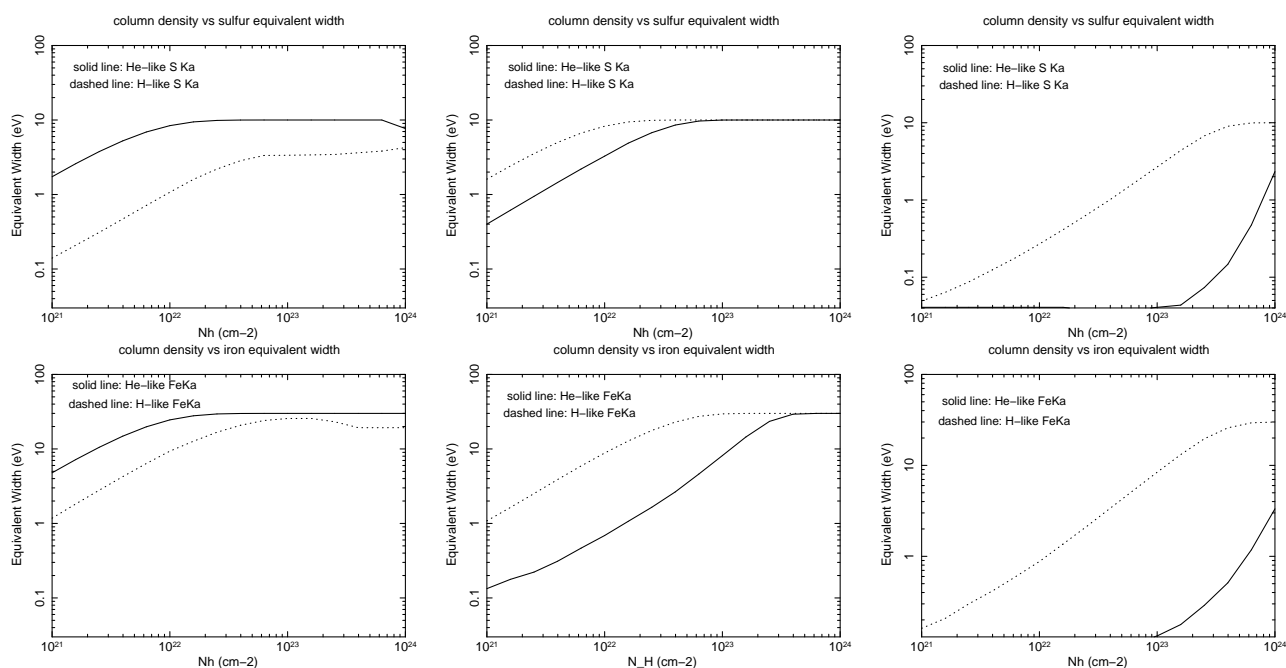


図 3.4: 作成した NGC3227 の Growth Curve:上段は He-like S Ka(実線), H-like S Ka(点線) の Growth Curve を表しており、上段左から $\log \xi = 2, 3, 4$ の順に示している。:下段は He-like Fe Ka(実線), H-like Fe Ka(点線) の Growth Curve を表しており、下段左から $\log \xi = 3, 4, 5$ の順に示している。なお、 $\log \xi = 4$ のときの電離硫黄ラインを示す図 (右上図) と $\log \xi = 5$ のときの電離鉄ラインを示す図 (右下図) では、双方 He-like な電離ラインが示されていないが、微弱な強度であったために検出できなかったため、図中に記載はない。

3.3 XSTAR2XSPEC

XSTAR で出力される推定スペクトルは、本項の XSTAR2XSPEC を用いれば、X 線天文分野での標準解析ソフト「XSPEC」に容易にスペクトルモデルとして取り込むことが可能であり都合が良い。XSTAR2XSPEC とは XSTAR のシミュレート出力を用いて、実データの再現を容易に行うために開発された perl script である。具体的には、入力パラメータの定義域に応じて XSTAR プログラムの実行を複数回行い、モデル構築のために必要な出力パラメータのテーブルを作成しテーブルモデルとして、XSPEC 内で用いることが可能である。

以下では、XSTAR の項目と同様に XSTAR2XSPEC を実行する際の入力パラメータと出力について言及し、シミュレーション結果から得られるスペクトルモデルについての言及を行う。

3.3.1 input parameter

基本的には、XSTAR の実行の際のものと同じパラメータを指定しテーブルモデルを作成できる。一方、XSTAR2XSPEC で作成するテーブルモデルの変数としては、水素柱密度、電離パラメータなどが指定できるが、これらを変数として指定するには、XSTAR2XSPEC を実行する際にこれらの定義域と分割数を指定する必要がある。結果として、これらに応じただけのテーブルが出力ファイルの中に格納されることになる。

今回は、3.2.1 節や表??で示した各天体ごとのパラメータについては、各天体で同様の値で fix させた。一方、水素柱密度 N_H 、電離パラメータ $\log \xi$ ¹ に関してのみ、 N_H は $10^{21} \sim 10^{24}$ の範囲で 7 分割し、 $\log \xi$ は 0.5~5 の範囲で 10 分割を行い、テーブルモデルを作成した。これらのパラメータは「xspec」中でスペクトルフィッティングパラメータとなる。

また、赤方偏移 z についても「xspec」中でのスペクトルフィットの際に変数として指定できるように設定した。こちらは、隠しパラメータとして `redshift = 1` を指定することによって変数として扱える。

3.3.2 output files

基本的な出力結果の file 群の中でも、本研究で特に扱ったものを以下に示す。

- `xout_aout.fits` ... 前方の物質からの散乱の寄与を表すスペクトルファイルであり、テーブルモデルとして扱える。この file は観測データの再現モデルとして、本研究では扱う。
- `xout_mtable.fits` ... 前方の物質からの吸収の寄与を表すスペクトルファイルであり、同様にテーブルモデルとして扱える。この file は Growth Curve の作成、観測データの再現モデルとして本研究では扱う。

以上の各出力モデルの例を図 3.5 に示す。図 3.5 の左図は `xout_aout.fits` の出力から作成したモデルであるが、多くの輝線構造を確認することができ、電離した物質からの視野外からの反射成分であると考えられることができる。

一方で、右図の `xout_mtable.fits` の出力から作成したモデルは連続成分に加えて吸収線の成分が多数見え、視線方向の電離物質の応答が見えていると考えられることができる。また 0.8 keV あたりに見られる凹んだ構造が見えるが、これは連続成分の形が電離物質の光電吸収により多少変形してしまっていることがわかる。

¹Luminosity の値も前項と同様の理由により、 $\xi \propto L$ の関係を保ったまま、 $L = 10^{41} - 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$ の範囲に収まるように変化させている。

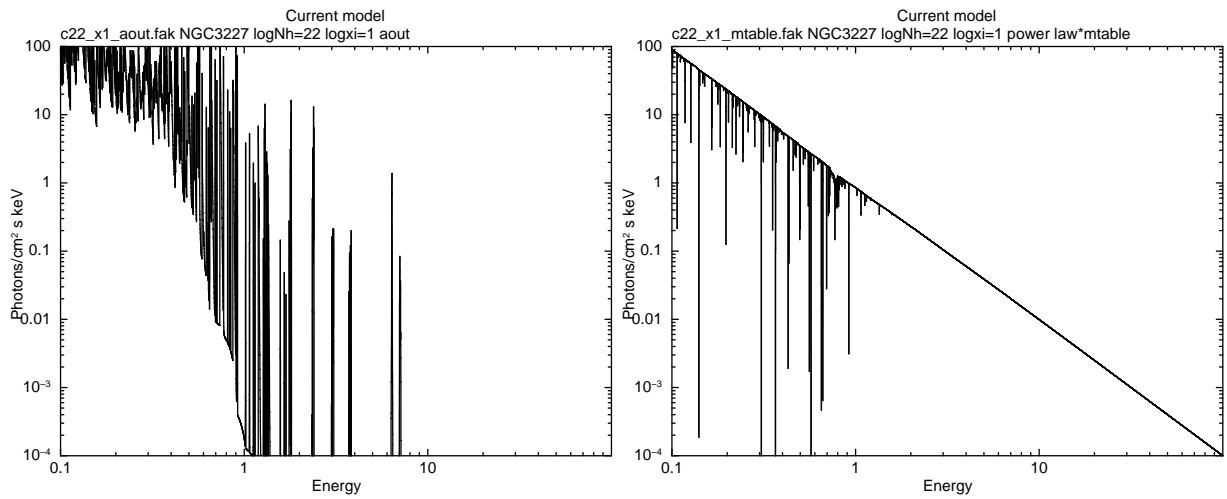


図 3.5: 左図:NGC3227 の xout_aout.fits の出力モデル (model = xout_aout.fits)、右図:NGC3227 の xout_mtable.fits の出力モデルの power-law への寄与を示す (model = xout_mtable.fits * power-law)。双方のモデルパラメータは $\log N_H = 22$, $\log \xi = 1$, $z = 0.0039$ に固定してある。

第4章 X線天文衛星「すざく」について

4.1 すざくの概要

「すざく」衛星 (旧名 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)に次ぐ、わが国5番目のX線天文衛星であり、日本時間の2005年7月10日にISAS/JAXAの鹿児島県内之浦宇宙観測所から打ち上げられた。「すざく」は、2000年2月10日に打ち上げが失敗に終わったAstro-Eの再製作器であるが、日米の様々な機関の協力を経て、共同開発され打ち上げに至った。図4.1にすざくの概観を示す。

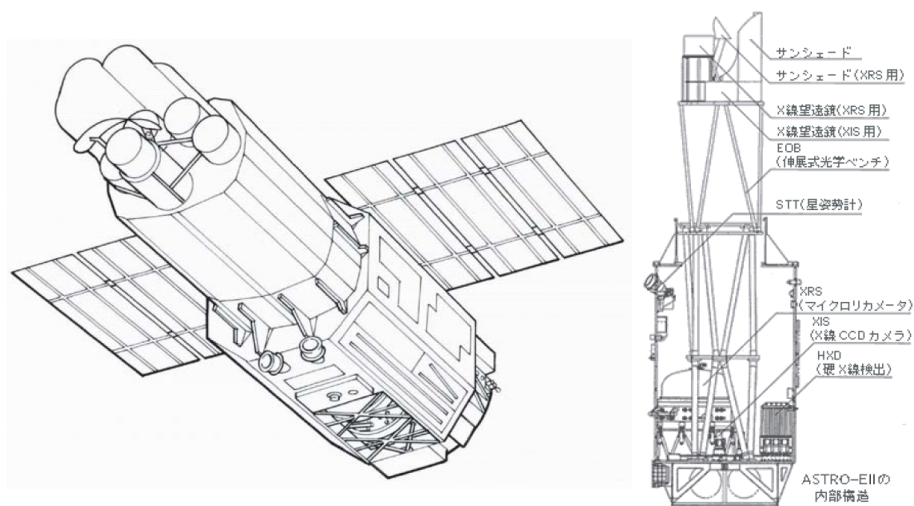


図 4.1: すざく衛星の概観 [44]

機体の全長は軌道上の鏡筒進展後において6.4m、太陽パネルを広げた際の横幅は5.4m、衛星の全重量は1680kgにもなり、これまでの日本の科学衛星の中ではもっとも大型となる。打ち上げ後、M-V-6号ロケットによって、近地点高度250km、遠地点高度550km、軌道傾斜角31度の楕円軌道に投入された。その後、二次推進装置によって、高度約570kmの略円軌道へと最終投入された。この軌道はChandra衛星やXMM-Newton衛星に比べ低高度の軌道であり、それ故に荷電粒子を地磁気によってシールドできるので比較的バックグラウンドが低く、広がった微弱な信号の天体に対しても感度が高い。一方で、軌道周期の約1/3程の時間は地没となったり、軌道周期が低いために地磁気異常帯の影響を受けやすいために、時間的に不連続な観測データとなってしまう難点もある。

また「すざく」の軌道周期は96分であり、1日に地球を15周する。そのうち、鹿児島県の内之浦宇宙観測所(USC:Uchinoura Space Center)と通信ができるのは5回、各約10分ほどであり、すざくの1日の観測データや観測コマンドの送受信はその間に分割して行われる。つまり、すざくは大半の時間、トラッキング局との交信が行えないが、その間の観測記録は衛星内部の記録媒

体に保存し、USC 上空を通過する際に、データを再生し直接送信する。しかし、記録装置には容量制限があるので、データレートは場合に応じて適宜変更されて保存されている。

すざく衛星の観測機器は、5つのX線望遠鏡XRTs(X-Ray Telescopes)の焦点面での検出器である4台のX線CCDカメラXIS(X-ray Imaging Spectrometer:0.2-12keV)と1つのX線分光検出器XRS(X-Ray Spectorometer:0.2-10keV)といった軟X線領域を観測する検出器と、さらに過去最高感度の精度を実現した硬X線検出器HXD(Hard X-ray Detector:10-600keV, 非集光系)からなり、これらを併せて0.2keV-600keVというこれまでにない広帯域でのX線同時観測が実現できる点に強みがある。衛星上での検出器の配置を図4.2に示す。

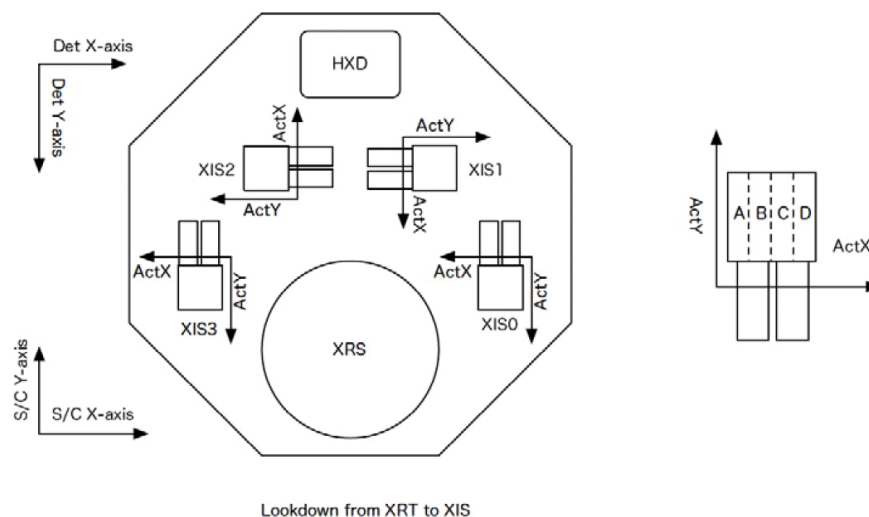


図 4.2: すざく衛星上での各観測器の配置 [44]

以下では各々の検出器の特性と利点を述べる。ただしXRSについては、軌道投入後の約1ヶ月後に冷却のための液体ヘリウムを消失してしまい、その後の観測がなされていないので割愛する。XRSは6 keVでのエネルギー分解能が5-6 eVと過去に類を見ない優れた値(先代のASCA-SIS検出器の20倍の値)を達成し、同様の優れたエネルギー分解能を誇るChandra衛星のgrating検出器とは異なり、XRSはイメージングを行わない検出器なので広がった天体に対しても優れたエネルギー分解能が一様に取得できることから打ち上げ後の成果が期待されていた。

4.2 すざくに搭載されている機器

4.2.1 X線望遠鏡(XRTs)

XRTsはその焦点面にXIS,XRSを設置し、焦点面でのイメージングのためにX線を集光させることを役割とするものである。しかし、可視光観測と同じような屈折レンズや反射鏡の使用ではX線の集光は不可能である。これは、X線は金属内部での屈折率が1より僅かに小さく、入射角度が大きい場合、物質へ吸収されてしまうからである。よって、X線の集光のためには全反射、もしくはブラッグ反射を用いるほかなく、上述のような屈折率の場合、入射角度が1度程度ならば、全反射の条件を満たすことができる。また、全反射を満たす入射角度は、入射X線のエネルギーが増すほど小さくなり、硬X線帯域では集光すら難しくなる。よって、0.2-12keVに有効面積をもつXIS,XRSに集光系であるXRTsが設置されている。

X線のこのような特性から、XRTsは図4.3のような斜入射型の特殊な全反射鏡が用いられている。ChandraやXMM-Newtonで採用されている双極面と放物面からなるWolter1型の反射鏡とは異なり、すざくでは二段の円錐型の多重薄板X線全反射鏡によってWolter1型に近似がなされている。

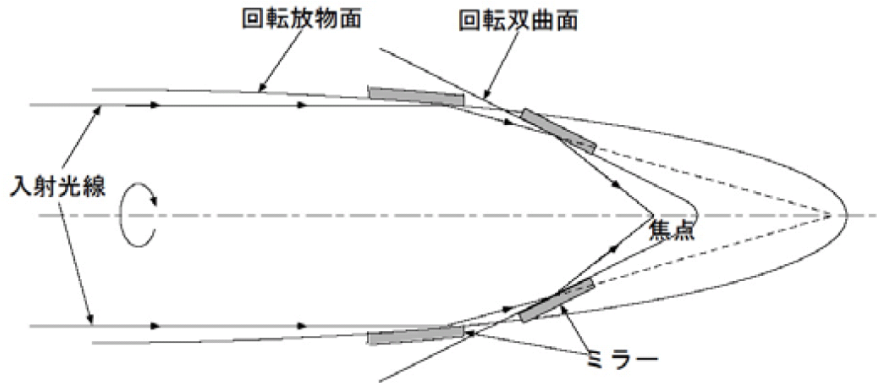


図 4.3: Wolter1 型 X 線反射鏡 [44]

XRTsに使用されている多重薄板X線全反射鏡は、口径40cm、厚さ $178\mu\text{m}$ の175枚もの同心円状の反射鏡を層状に重ねている反射鏡であり、先代の「あすか」のものより大きい。また、反射鏡表面には、反射率が大きく電子密度の大きい金を使用されている。さらに、この反射鏡は円錐型のアルミ基板にエポキシ樹脂を用いて、金を硬化させるレプリカ法といった手法で製作されたものである。この製法はChandra衛星の反射鏡HRMAのように鏡面を直接研磨する方法に比べると、結像性能は劣るものの、HRMAに比べ軽量で実現でき、開口率が高く、鏡面形状の精度も「あすか」に比べ改善した。

また、焦点距離についても、「あすか」の3.5mから4.75mに延長することで、X線の平均入射角度が小さくなり、鉄輝線周辺の高いエネルギーのX線領域での有効面積も増加している(7 keVにおいて「あすか」の2倍の有効面積を実現している)。

以上から、「すざく」搭載のXRTsは、反射率の低下や象の広がりを抑え、軽量でありながらも飛躍的に大きい有効面積を実現している。

4.2.2 X線 CCD カメラ (XIS)

上述のXRTの焦点面に設置されている検出器がXISであり、検出可能なエネルギー帯域は0.2-12 keVとなっている。XISに用いられているCCDは、動作温度が -90 度に設定され、シリコンでできた半導体検出器に電極を2次元アレイ状に区切り並べている構造をとる。この電極に電圧をかけると、検出部に空乏層が生じる。透過力の大きい高エネルギー光子であるX線を効率よく検出するためには、厚い空乏層が望まれ、実際、XISは先代の「あすか」衛星で用いられたCCDカメラの二倍の厚さの空乏層を有する。

電圧がかけられたCCDのある画素にシリコンのバンドギャップより大きいエネルギーを持つX線光子が入射すると、光電吸収によって光電子が発生する。この光電子はSi原子と次々と衝突し、エネルギーを失うまで電子・正孔対を発生させ続ける。一つの電子・正孔対を発生させるのに必要なエネルギーは ~ 3.65 eVなので、発生電子・正孔対の数は、入射エネルギー E に比例し、 $\sim E/3.65$ 個となる。こうして発生した電子・正孔対の集まりを電子雲とよび、この電子の個数、

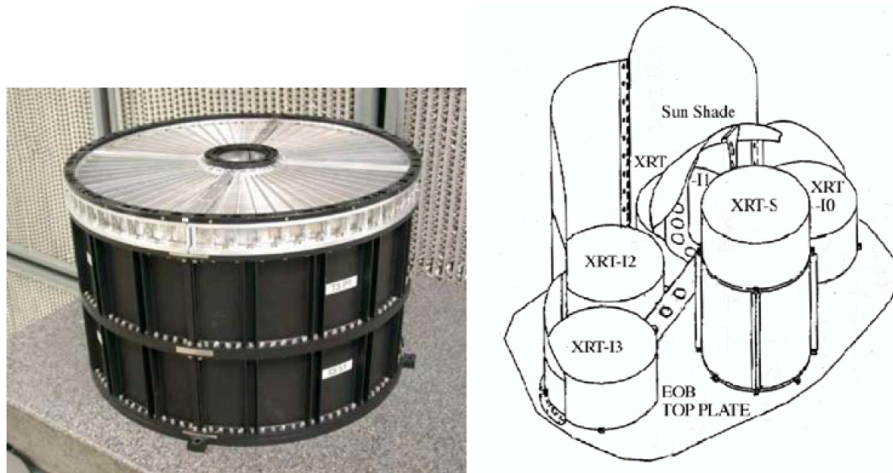


図 4.4: XRT の概観と配置図 [44]

	SUZAKU/XRT-I	ASCA/XRT
焦点距離	4.75 m	3.5 m
直径	399mm	345mm
鏡面材質	金	金
視野	19'@1keV 19'@7keV	24'@1keV 16'@7keV
有効面積	450 cm ² @1.5keV 250 cm ² @7keV	300 cm ² @1.5keV 150 cm ² @7keV
入射角	0.18 ° - 0.60 °	0.24 ° - 0.76 °
角分解能	2.0'(Half Power Diameter)	3.5'(Half Power Diameter)

表 4.1: 「あすか」と比較した際の XRT の基本性能を示す [45]。全ての項目について性能が向上していることがわかる。また、Half Power Diameter とは、点状の光源を仮定した際に中心から 50% の光子数が含まれる円の直径を指し、角分解能の性能を示す際の指標として用いられる量である。



図 4.5: 4 台の XIS の概観 [44]

つまり電極に蓄えられた電荷量を正確に測定することによって入射光子のエネルギーを知ることができる。また、1 pixel に多量の光子が入りこむと、入射光子一個の正確なエネルギーが見積もれないので、1 pixel に対する読み出し時間は短い間隔に設定されている。

すざくの XIS には上述のような仕組みをもった、計 4 台の CCD カメラが搭載されており、各々 XIS0, XIS1, XIS2, XIS3 と番号がついている。これら各 XIS はさらに表面照射型 (Frontside Illuminated; FI)、背面照射型 (Backside Illuminated; BI) とに分類されており、XIS0, XIS2, XIS3 が FI であり、XIS1 が BI となっている。

FI 型 CCD では X 線を電極側から入射するよう配置しているため、低エネルギーの X 線は電極や絶縁層などの不感層によって吸収されてしまうが、BI 型では、電極構造による吸収が小さく、低エネルギー側で検出効率が高い (特に 0.2-0.4 keV では、ほとんど BI にしか感度がない)。しかし、FI 型の空乏層厚が $65\mu\text{m}$ 程度であるのに対し、BI 型の空乏層厚は $35\mu\text{m}$ 程度と、FI に比べると空乏層が薄いためにおよそ 4 keV 以上の高エネルギーの X 線光子に対しては検出効率が悪い。一方、FI 型では空乏層が厚く高エネルギーの光子においても、空乏層の深部まで進むことができるので、4 keV 以上の検出効率が BI より高い。以上より、表面照射型 (FI) のほうが、高エネルギー側の検出効率が大きく、背面照射型の方が、低エネルギー側の検出効率が大きい。表面照射型 CCD と背面照射型 CCD の有効面積の違いを図 4.7 に示す。

このように、XIS では検出効率の大きさが高エネルギー側と低エネルギー側でずれており、その特性を分け合っているが、エネルギー分解能といった観点からは両者は同じ性能を発揮する。一般的に、BI 型 CCD 検出器は同衛星の FI 型 CCD 検出器よりもエネルギー分解能においても劣るが、XIS では、BI 型の X 線入射面に chemisorption という化学処理を施すことによって、FI 型と同程度のエネルギー分解能を実現している。

(:XIS2 は、2006 年 11 月 9 日に、Imaging Area に電荷漏れが起こっていることが判明し、以降の観測データでは使用されていない。)

XIS	視野	17'.8 × 17'.8
	エネルギー帯域	0.2 ~ 12 keV
	有効画素数	1024 × 1024
	1画素の大きさ	24 μm × 24 μm
	エネルギー分解能	~ 130 eV @ 6 keV
	有効面積 (XRT-I 含む)	340 cm ² (FI), 390 cm ² (BI) @ 1.5 keV 350 cm ² (FI), 100 cm ² (BI) @ 8 keV
	時間分解能	8 s (Normal mode), 7.8ms (P-Sum mode)

表 4.2: XIS の基本性能 [45]

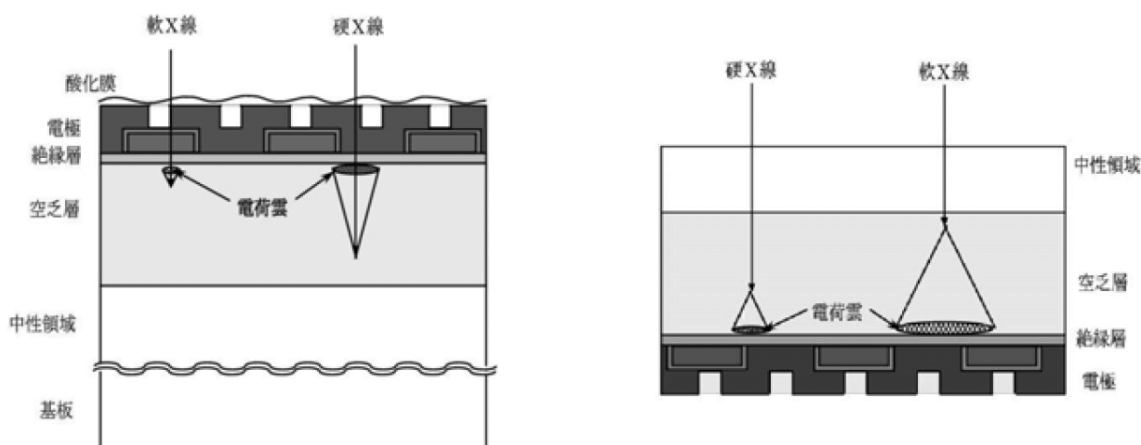


図 4.6: 表面照射型 CCD(左) と背面照射型 (右) の模式図 [44]

4.2.3 硬 X 線検出器 (HXD)

硬 X 線検出器は 10-700 keV もの検出範囲を誇る、X 線反射鏡を用いない非イメージング検出器である。HXD の構成は図 4.9 に示すように、16 のユニットを持つ Well 検出器 (主検出部) とそれを取り囲むシールド用の 20 ユニットの Anti 検出器からなる。Well 検出器、Anti 検出器、ともに BGO($\text{Bi}_4\text{Ge}_3\text{O}_{12}$) や GSO(Gd_2SiO_5) といった、原子番号の大きい半導体物質によって構成されている。これは X 線と物質との相互作用の効率は原子番号が大きい物質ほど飛躍的に上昇するからであり、バックグラウンドの低減の面でも、検出効率の向上の面でも都合が良いからである。

HXD は、XRTs を備えた XIS のように集光によって X 線を検出することができず、かつ一般的に光子は高エネルギー帯域になるほど、その検出イベント数はべき関数的に減少するので、HXD におけるバックグラウンドの見積りは重要である。バックグラウンドには、検出器正面から入射するもの、検出器視野外から入射するもの、放射化によって検出器に内在するものなどがあり、CXB(Cosmic X-ray Background) や荷電粒子がこのようなバックグラウンドの原因である考えることができる。HXD では BGO で構成される 16 ユニットの Well 検出器と、同じく BGO で構成される 20 ユニットの Anti 検出器で感知されたイベントの反同時計数をとることによって、上記のような天体由来でないバックグラウンドを精度良く取り除くことができる。以下では Well 検出器と Anti 検出器について述べる。

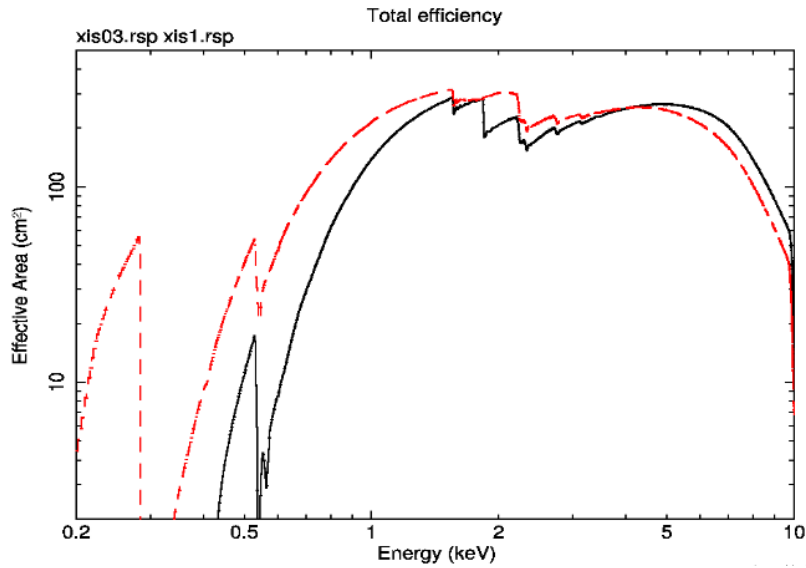


図 4.7: 表面照射型 CCD(黒実線) と背面照射型 CCD(赤破線) の検出効率と望遠鏡の集光面積の積。低エネルギー側においては背面照射型 CCDの方が有効面積が大きい。一方、およそ 4 keV 以上の高エネルギー側では表面照射型 CCDの方が有効面積が大きい。



図 4.8: HXD の概観 [44]

Well 検出器

HXD の主検出器は、 4×4 のマトリックス状に配置された 16 本の Well 検出器の底部に設置されている。具体的には各ユニットごとに、10-70keV の検出範囲を担う PIN 検出器と、40-600keV の検出範囲を担う GSO 検出器が井戸の底部に設置されている。図 4.10 には Well 検出器の 1 つのユニットを示す。

天体からの X 線信号は BGO で構成される長い Well 側面によってコリメートされ、各ユニットごと

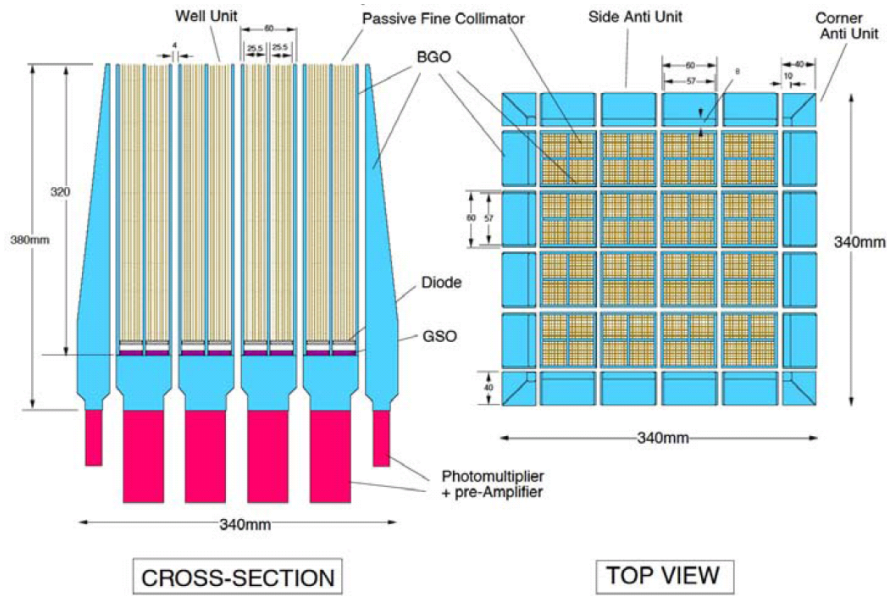


図 4.9: HXD の構造 [44]

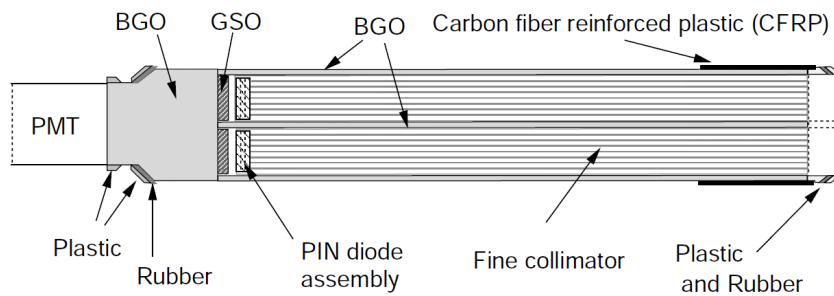


図 4.10: 1つの Well 検出器ユニットの構造。一つのユニットの重量はおよそ 4.63kg である。X 線は右から入射する [45]。

FWHMにして $4^{\circ}.6 \times 4^{\circ}.6$ の絞られた視野をもつが、低エネルギーの光子は井戸部分に挿入されているリン青銅でできたファインコリメーターとよばれる視準器によって、さらに $0^{\circ}.56 \times 0^{\circ}.56$ (FWHM)にまで絞ることができる。これによって、従来問題になっていた宇宙 X 線背景放射などのターゲット以外からの X 線光子の混入を防ぐことができる。天体からの X 線信号は、以上のようにコリメートされ、次項の主検出部にて感知される。

Well 検出器センサー部分

PIN 型半導体とは P 型半導体と N 型半導体の中間体として I 型領域に真性半導体を挟んだ構造を持っている。PN 間に逆バイアスの電圧を印加すると空乏層が発生し、BGO に入射した X 線はシンチレーション光として発行し、この領域で検出される。

すざくに搭載されている、PIN 型フォトダイオードは 2cm 四方の受光面積を持ち、2mm 厚ほどの過去にはない厚さの PIN 型フォトダイオードを採用することによって 60keV という高エネルギー帯域にまで検出感度をもつことに成功している。この、厚いフォトダイオードの空乏化には

真性半導体に比抵抗の大きい物質を採用する必要がある。

一方、GSO は Gd_2SiO_5 といった物質の呼称であり、無機シンチレータである。GSO に入射した高エネルギー X 線は PIN フォトダイオードの厚さでは検出ができない 60keV 以上の高いエネルギーのものであり、シンチレーション光はそのまま光電子増倍管へと送られる。

GSO と BGO は光学的に接着されたフォスウィッチ構造を持っているために、GSO と BGO の信号は各 Well ユニットごとに同じ光電子増倍管へと送られる。この 2 つの信号の分離は各シンチレーション光の蛍光時定数によって区別している。BGO の蛍光時定数は $\sim 353nsec@20$ 、 $\sim 706nsec@-20$ 、一方 GSO の蛍光時定数は $\sim 86nsec@20$ 、 $\sim 122nsec@-20$ と明らかな違いがあるので波形弁別回路を用いて二種類の信号の区別をしている。

Anti 検出器

Anti 検出器は Well ユニットの周囲を囲むように作られた、BGO シンチレータとフォトチューブにより構成される。BGO 結晶は平均で 2.6cm もの厚さを持ち、互いに直行した厚い BGO の壁として、Well 検出器に対するアクティブシールドの役割をなす。BGO 結晶一面あたりの有効面積は $\sim 1200cm^2$ にもなる。一方で、Anti 検出器はあらゆる方向から到来する X 線、 γ 線にさらされており、その有効面積を利用して、50keV-5MeV までの帯域を誇る、ガンマ線バーストや太陽フレアなどの全天モニター (Wide-band Allsky Monitor; WAM) としても利用されている。

HXD	視野	$34' \times 34' (\leq 100 \text{ keV}),$ $4.5^\circ \times 4.5^\circ (\geq 100 \text{ keV})$
	エネルギー帯域	10 ~ 600 keV (PIN : 10-60 keV, GSO : 30-600keV)
	エネルギー分解能	PIN : $\sim 3 \text{ keV}$ (FWHM), GSO : $7.6 / \sqrt{E_{MeV}} \%$ (FWHM)
	有効面積	$\sim 160 \text{ cm}^2 @ 20 \text{ keV}$ $\sim 260 \text{ cm}^2 @ 100 \text{ keV}$
	時間分解能	61 μsec

表 4.3: HXD の基本性能 [45]

4.3 すざくで AGN を観測する意義

本研究の目的としては、AGN の電離ラインから周囲の高温物質の物理状態を調査することを掲げている。すざく衛星の XIS はバックグラウンドの低減によって統計の良い電離ライン構造が得られることが期待され、更に電離ラインの強度は、中心からの直接成分と相関があると考えられており、直接成分を精度よく見積もることは非常に重要である。すざく衛星に搭載されている上述の HXD 検出器は、主検出部の周囲を囲むアクティブシールドを用いることによって、徹底したバックグラウンド除去を行い、10 keV 以上の硬 X 線帯域で過去最高の感度を実現している。AGN の X 線スペクトル上では、硬 X 線帯域では反射成分と直接成分が含まれるが、直接成分がより支配的で HXD での硬 X 線観測は、直接成分の見積もりを精度よく行う上では非常に便利である。

従来の X 線衛星の観測では、以上のようなバックグラウンドの低い CCD での観測と 10 keV 以上のエネルギー帯での感度の良い観測を同時に行った例はほとんどなく、XIS と PIN の組合せで AGN を観測することは、電離ラインと直接成分の相関を見るという点で非常に意義深い。

第5章 観測とデータリダクション

5.1 観測データの選定

本研究では AGN 周囲の高電離物質の状態を探ることを目的としており、これを達成するためには、連続成分として理解される中心核周辺からの強い放射が十分観測され、高電離ラインの構造の存在の報告がある Seyfert 銀河を対象にする必要がある。また、これらの高電離物質の物理パラメータの時間変動を確認し、周囲の構造に制限を与えるためには、より長い観測時間を有する天体を選定する必要がある。

今回は「すざく」のアーカイブデータの中から、以上の条件を満たす Seyfert 銀河として、NGC3227 を選定した。NGC3227 は他衛星での過去の観測から高電離ライン構造が期待され、かつ中心核からの放射が十分観測される Seyfert 銀河である。さらに、NGC3227 は観測回数が多く、計 6 回の観測を持ち XIS での観測時間が合計で約 360ksec であり、電離構造の変動も見込める。

表 5.1 に、NGC3227 の観測日時、観測時間 (EXPOSURE) や距離などの情報を記載した。なお、Nominal の欄には、該当の観測の際にどの検出器の光軸を天体に向けたか、を示しており、XIS nominal ならば XIS を光軸に、HXD nominal であれば HXD を光軸において観測を行ったことを表している。表 5.1 に示すように NGC3227 の nominal position は XIS である。XIS nominal, HXD nominal の各々の nominal position は、検出器座標を用いれば、 $X(\text{Det-X}, \text{Det-Y}) = (0', 0'), (-3'.5, 0)$ と表される。

観測天体	観測開始日時	Exposure XIS/PIN	Nominal	RA (deg)	DEC (deg)	距離 (z)	
NGC3227	Obs 1	2008-10-28 08:12:52	40.0ks/48.1ks	XIS	155.8776	19.8649	0.00386
	Obs 2	2008-11-04 03:36:31	47.7ks/46.7ks				
	Obs 3	2008-11-12 02:48:55	46.3ks/46.7ks				
	Obs 4	2008-11-20 17:00:00	51.5ks/43.4ks				
	Obs 5	2008-11-27 21:29:20	67.4ks/37.4ks				
	Obs 6	2008-12-02 14:28:03	47.1ks/36.9ks				

表 5.1: NGC3227 の詳細情報 [46] [47]。

5.2 データリダクション

今回解析したデータは、以上の選定天体を XIS, PIN(HXD) 検出器で観測したものであり、各観測、各検出器毎にすざくチームによって公開されている cleaned event file を用い、HEAsoft6.6.2 を用いてデータスクリーニングを行った。

cleaned event file とは、対象天体を観測したデータから、バックグラウンドと判別されるイベントを除きゲインなどをそろえ、衛星が地球の影に隠れ天体を観測できない地没の時間帯や、SAA 通過上での時間帯などの除去がなされている event data である。

以下では、XIS,PIN 各々についてのバックグラウンドの見積り方法について述べた後、応答関数 (response function) の計算方法について述べる。

なお、GSO(40-600keV) では Seyfert 銀河の放射は弱く、電離ラインの解析とは関連が少ないので、今回は用いなかった。

参考 : SAA;South Atlantic Anomaly(南大西洋地磁気異常帯)

SAA とは、南緯 31° 付近に存在し、宇宙線である荷電粒子数が極端に大きい地帯であり、他領域と比べて 1000 倍以上もの荷電粒子が存在している。これは、地磁気を中心と地球中心のずれのために、地磁気による荷電粒子のシールド力が弱くなっているために発生している。SAA 通過中では荷電粒子によるバックグラウンドによる event が極端に増え、検出器の誤動作につながる。よって、すざくでは検出器自体の電源を落とすなどしているが、それでも検出器自体の放射化によって SAA 通過後はバックグラウンドが増える。

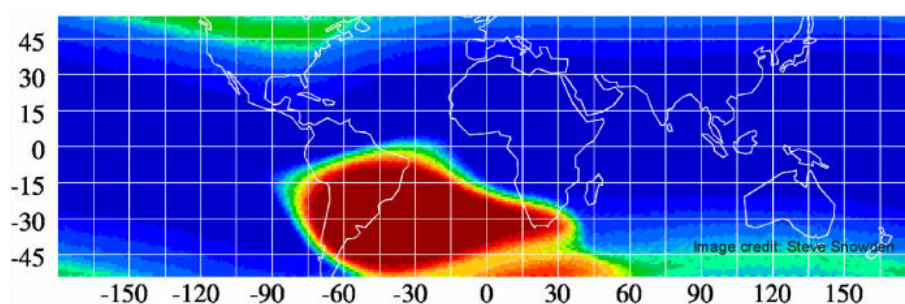


図 5.1: South Atlantic Anomaly:図中の赤い箇所 [49]

XIS のデータリダクション

XIS のスペクトル解析において必要となるのは、source event file、background event file、response file の 3 つのファイルである。cleaned event file から得られたデータから XIS のイメージ上で天体中心から、4 分角以内で切り取った範囲を source 領域とする。この領域には天体からの光子と background としての光子が混在している。この領域から抽出される data を source event data とする。一方、半径 4 分角から 5.67 分角のドーナツ状の範囲を background 領域とする (図 5.2)。この領域に存在する光子を background 由来の光子であるとし、この領域から抽出される data を background event data とする。ここで background 領域は source 領域と同じ面積をとるように指定する。面積が異なると、background の event 数が両 file 間で違ってくるためである。

以上で得られた source スペクトルから、background スペクトルを差し引き、天体由来のスペクトルを出した。また、統計を良くするために FI 型 XIS(XIS0,XIS2,XIS3、XIS2 故障後は XIS0,XIS3 のみ)のスペクトルは全て足しあわせる。レスポンスについては、FTTOOLS の xisrmfgen、xissimarfgen を用いて天体ごとに作成した (計算方法については後述)。

以上の操作を 4.1 節で紹介した NGC3227 の全観測データ (全て XIS nominal 観測) について各行った。

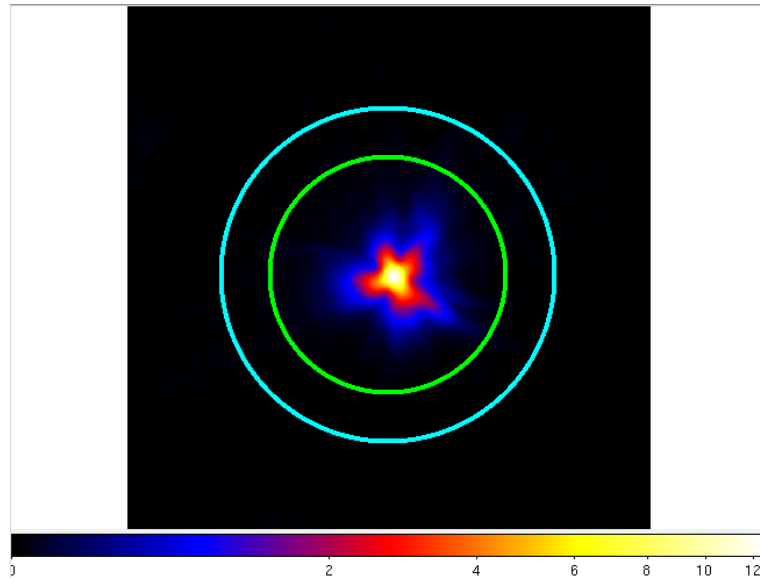


図 5.2: NGC3227 の 1 観測目の XIS イメージ (XIS nominal)。緑円内部が source 領域、水色円と緑円の間領域が background 領域である。

HXD のデータリダクション

PIN においても、XIS と同様に source スペクトル、background スペクトル、response file が必要となる。PIN については、cleaned event も含め、バックグラウンド (Non Xray Background; NXB)、レスポンスは HXD チームによって公開がされているので、その公開ファイルを用いる。同様に background も、HXD チームによって各観測ごとに見積もられており、今回は”turned”background (bgd-b) を用いた。

一方、response は打ち上げ後から現在まで、11 の response file が公開されている。これらは、特に経年劣化や熱ノイズによる低エネルギー側でのレスポンスの不定性を解消するために、各時期ごとに分割されている。具体的には表 5.2 のように分割されており、解析の際には各天体ごとに相当する時期、nominal の response を用いる。また、このレスポンス file は点源についてのレスポンスで計算されており、Seyfert 銀河は、銀河団や超新星残骸などのように広がりをもって観測はなされないため、公開レスポンス file をそのまま使用する。

正確な X 線フラックスを見積もるためには、PIN 検出器のデッドタイム (不感時間) の補正を行う必要がある。この補正のために、人工的な疑似信号を発生させて得た pseudo event file を用いて、hxddtcor (FTOOLS) によって source スペクトルのデッドタイム補正を行った。また、HXD の background は時間的に変動するので、事前に PIN event file と background file の使用時間帯の AND をとっている。

また、公開されている PIN background イベントは統計揺らぎを小さくするために event 数が 10 倍にされているので、Exposure time を 10 倍にし、flux を 0.1 倍にする、といった補正を施した。

さらに、HXD における CXB を見積り、バックグラウンドとして差し引く。宇宙背景放射による CXB は全天のあらゆる方向に一様に分布している。ASCA 衛星によって、2-10keV での CXB の約 30% を点源からの放射であることを分解し、さらに Chandra 衛星によってほとんど完全に CXB を点源に分離することに成功した。よって、CXB は無数の点源からの X 線の重ね合わせで再現できることがわかっている。CXB の放射式はよく研究がなされており、Boldt のモデル [53]

Epoch	Period	File
Epoch1	2005.08.17 – 2006.05.13	ae_hxd_pinXXXXXe1_20070914.rsp (XXXXXX=xinom,hxnom,flat)
Epoch2	2006.05.13 – 2006.10.02	ae_hxd_pinXXXXXe2_20070914.rsp (XXXXXX=xinom,hxnom,flat)
Epoch3	2006.10.02 – 2007.07.28	ae_hxd_pinXXXXXe3_20070914.rsp (XXXXXX=xinom,hxnom,flat)
Epoch4	2007.07.28 – 2008.08.31	ae_hxd_pinXXXXXe4_20070914.rsp (XXXXXX=xinom,hxnom,flat)
Epoch5	2008.09.01 – 2009.09.30	ae_hxd_pinXXXXXe5_20080716.rsp (XXXXXX=xinom,hxnom,flat)
Epoch6	2009.10.01 – 2010.01.16	ae_hxd_pinXXXXXe6_20090826.rsp (XXXXXX=xinom,hxnom,flat)
Epoch7	2010.01.16 – 2010.02.01	ae_hxd_pinXXXXXe6_20100731.rsp (XXXXXX=xinom,hxnom,flat)
Epoch8	2010.02.02 – 2010.04.03	ae_hxd_pinXXXXXe6_20100731.rsp (XXXXXX=xinom,hxnom,flat)
Epoch9	2010.04.03 – 2010.11.30	ae_hxd_pinXXXXXe6_20100731.rsp (XXXXXX=xinom,hxnom,flat)
Epoch10	2010.12.01 – 2011.05.24	ae_hxd_pinXXXXXe6_20101013.rsp (XXXXXX=xinom,hxnom,flat)
Epoch11	2011.05.25 –	ae_hxd_pinXXXXXe6_20110601.rsp (XXXXXX=xinom,hxnom,flat)

表 5.2: 各時期に対応する、PIN のレスポンスのファイル名を示す [51]。例えば、ae_hxd_pinxinome3_20080129.rsp などは、この場合 Epoch3 - XIS nominal であり、光源には点源を仮定している。また “flat” は、PIN 視野内で、2degree × 2degree の領域から一様に輝く光源を仮定した際のレスポンスを示している。

を元に以下の式によって CXB は再現できる [54]。

$$\text{CXB}(E) = 9.0 \times 10^{-9} (E/3)^{-0.29} \exp(-E/40) \quad (\text{erg/cm}^2/\text{s/str/keV}) \quad (5.1)$$

これらから実際に XSPEC 上の fakeit コマンドを用いて、CXB を表 5.2 のようなモデル、パラメータで再現した。再現結果のスペクトルを図 5.3 に示す

表 5.3: 用いた CXB のモデル

constract	1.13
photon-index	1.29
normalization (photns/cm ⁻² /s/keV)	8.0 × 10 ⁻⁴
cut-off E (keV)	1.0 × 10 ⁻⁴
fold E (keV)	40.0

model : const*power-law*highcut[54]

5.3 応答関数の見積もり

我々は X 線のエネルギーなどの情報を、検出器を介して得ている。その際にどのような検出器にも固有の応答が必ず現れ、一般に検出器の応答関数 (response function) としてまとめられている。

すざく衛星の場合は XIS,PIN とともに、エネルギーレスポンスファイル;RMF(Redistribution Matrix File) と、光子の入射角度に依存した有効面積のレスポンスファイル;ARF(Ancillary Response File) と呼ばれる要素から応答関数が形成される。

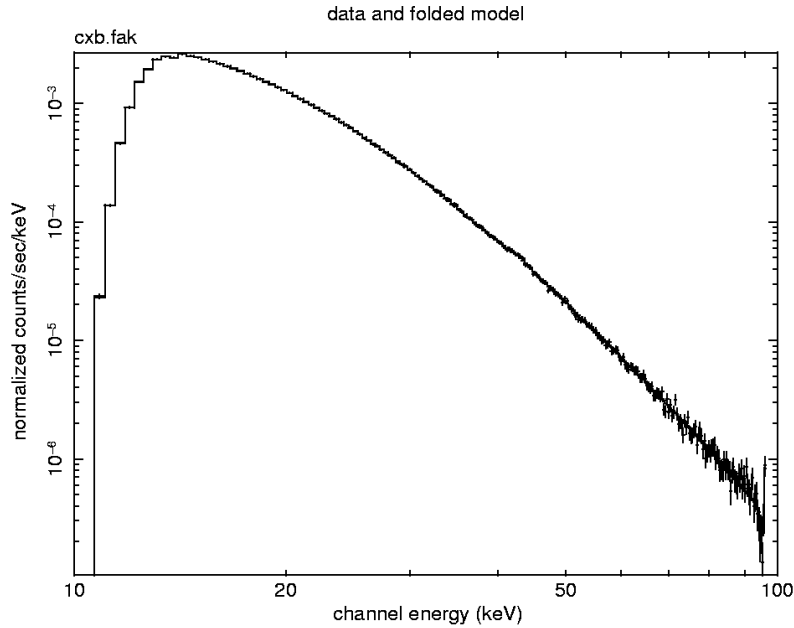


図 5.3: 実際に表 5.2 の model とパラメータを用いて fake した CXB のスペクトル

5.3.1 RMF; エネルギーレスポンス

理想的な検出器を考えた際、ある単一のエネルギーの光子が入射してきた際には、検出器はそのエネルギーに対応するただ一つの波高値を一意に返す。しかし、現実にはある単色の光子が入射した際でも、検出器固有のある確率分布にそった波高値を返す。例として、XIS に単色光を入射させた場合の検出器の応答スペクトルの概念図と各成分の説明を図 5.4 に示す。この図では成分 1 が入射単色光に対応するピークであるが、低エネルギー側にいくつもの成分が重なった分布が確認できる。このような信号波高分布が RMF と呼ばれるものであり、RMF ファイルはエネルギー E を検出チャンネル P に変換する二次元の行列 $R(P,E)$ で構成される。

各 XIS の RMF は `xisrmfgen(FTOOLS)` を用いて、作成した。これは、各 XIS のエネルギー分解能の経年劣化 (contamination) を考慮し、チャンネルとエネルギーの変換行列の計算を行うソフトである。`xisrmfgen` の実行には、source 領域でのスペクトルファイルとすざくチームから配布される CALDB (Calibration Database) のデータが必要となる。

PIN については前述のように、公開 response file を用いる。

5.3.2 ARF; 角度レスポンス

一方、X 線が検出器に入射した際、必ずしも event を検出するわけではなく、確率的に検出器をすりぬけてしまう光子も存在し、これらの光子をどれだけもらすことなく検出できるかを、検出器の検出効率という。検出効率は、検出器の形状と入射光子のもつエネルギー、入射角度、入射位置、望遠鏡の結像性能など様々な要因に左右され、検出効率に望遠鏡の幾何的な面積をかけた量を有効面積と呼ぶ。ARF は各エネルギーに対する、有効面積の情報をもち、 $A(E)$ といったベクトル量である。

XRTs の反射率は入射 X 線のエネルギーや入射角度に依存するので、XIS での有効面積もそれらに依存する。また、集光能力をもつ XRTs は、点源を観測した際でも、望遠鏡の性能に基づい

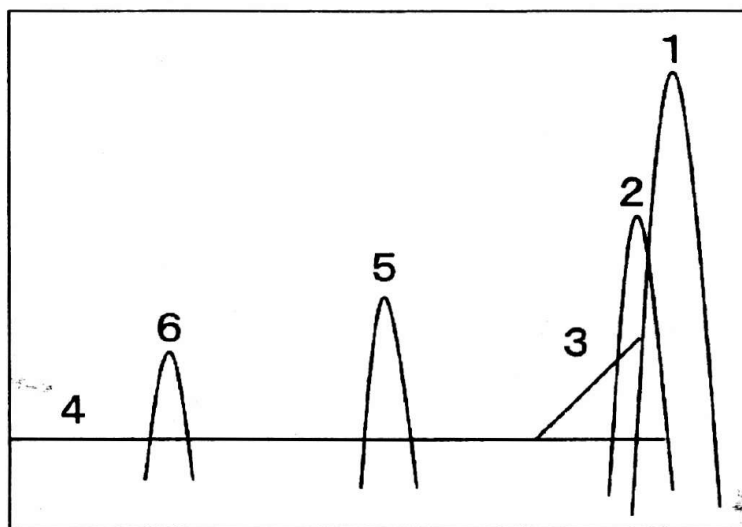


図 5.4: 単色光子を入射した際の XIS の応答スペクトルの概念図 [45]

- 成分 1 は、入射した単色光子のエネルギーに対応するメインピークであり、空乏層で全ての電荷が正しく検出された場合に現れる構造である。
- 成分 2 のサブピークは、ピクセルの境界付近の空乏層で電荷が発生したために、電荷の読みだしが正しく行われなかったことに起因する構造である。
- 成分 3 の'三角成分'と呼ばれる構造は、高エネルギー側で発生した際は、成分 2 と同じ理由で現れる。低エネルギー側で発生した場合は検出器中の不純物による吸収を受けた場合の構造と理解される。
- 成分 4 のコンスタント成分は、X 線が空乏層と不感層の境界付近で検出されたために、X 線のエネルギーに対応する全ての電荷が吸収できなかったために発生する構造だと考えられる。
- 成分 5,6 は検出器の主構成元素である Si の特性 X 線による構造である。

である広がりをもって検出されるので、XIS 上での event の抽出領域や観測天体位置によっても ARF は変化する。

以上のように、ARF は様々な要因に左右される。このような場合には解析的に各エネルギーに対応する有効面積を説明するのは無理がある。一方、シュミレーションによって光子の輸送過程を一つ一つ追っていくことは有効である。xissimarfgen という FTOOLS は、モンテカルロシュミレーションによって、指定した event 回数だけ、天体から発せられる光子を仮想的に検出器に入射させる。この際、この仮想光子がもつエネルギー、入射角度、入射位置はモンテカルロ法によって様々な値にシュミレートされる。このシュミレーションによって、入射光子の各エネルギーに対する有効面積を正確に得ることが可能となる。よって、今回の解析においては、xissimarfgen で生成された arf を用いて解析を行った。

5.3.3 レスポンスの必要性

すざくの XIS,PIN 検出器においては、応答関数は $RMF \otimes ARF$ とされる。観測されたスペクトルから物理情報を得るためには、様々なモデルのフィットを行うことが求められる。例えば、power-law モデルや黒体放射モデル、本研究でテーマにしている輝線のフィットの場合では、ガウシアンモデルを用いる (詳細は後述)。このように観測されたスペクトルをモデルフィットによって再現するために、応答関数は不可欠な要素であり、その見積りは非常に重要である。仮に応答関数が正しくみつもられていないと、本来ベストフィットであるはずのモデルが大きな残差を生み、結果棄却されてしまい、間違った物理情報を得る恐れがあるからである。

以下では、応答関数が観測スペクトルとモデルスペクトルの仲介をしている様子を数式で見えていく。

観測されたスペクトルを $S(P)$ とし、バックグラウンドスペクトルを $B(P)$ とおくと、天体固有のスペクトル $D(P)$ は、

$$D(P) = S(P) - B(P) \quad (5.2)$$

である。一方、モデルスペクトルを $M(E)$ とすると、モデルから得られる波高分布 $M(P)$ は

$$M(P) = \int R(P, E) A(E) M(E) dE \quad (5.3)$$

とされる。式 (5.3) を各エネルギーに対し、積分を行うことでモデルから得られる波高分布 $M(P)$ が得られる。その後、観測データと $D(P)$ と予測されるモデル $M(P)$ の比較を行い、解析を進めていく。

第6章 解析方法と解析結果

6.1 解析の方法

6.1.1 χ^2 Fitting

本研究では、式 (5.3) に示したように、観測されたスペクトルについてモデルスペクトルを用いてフィッティングさせ、データを最もよく再現する変数 (物理パラメータ) を求めることによって、対象天体の物理的な描像に迫っていく。このような観測スペクトルとモデルスペクトルの整合性を調べるために、 χ^2 検定を用いた。X 線天文学の分野で主に扱われている、標準的なスペクトル解析ソフト「XSPEC」では以下のように χ^2 残差を求めている。

5.3.3 の項目で用いた表現を用いると、 χ^2 は次のように表せる。

$$\chi^2 = \sum_P \frac{(D(P) - M(P))^2}{\Delta D(P)^2} \quad (6.1)$$

ここで、 $\Delta D(P)$ は測定誤差のことで、統計誤差とバックグラウンドの誤差 (系統誤差を含む) が含まれる。これは、以下のように表せる。

$$\Delta D(P) = \sqrt{(\sqrt{D(P)})^2 + (\Delta B(P))^2} \quad (6.2)$$

以上から得られた χ^2 と d.o.f (degree of freedom; 自由度) を用いて、モデルの当てはめの良さを表す。この当てはめの良さは、一般的に reduced chi square と呼ばれ、d.o.f = ν とすると、

$$\text{reduced chi square} = \frac{\chi^2}{\nu} \quad (6.3)$$

ここで、自由度 ν は $\nu = n - m$ (n :測定点、 m :パラメータ数) として表すことができる。 χ^2 検定では、 χ^2/ν の値が 1 に近いほど、モデルがデータを良く再現しているとされる。しかし、この尺度は χ^2 の値や自由度の数に若干依存する。一方、 $1 \ll \chi^2$ であれば、モデルが合っていない、誤差の評価に不備がある、などといった問題点を考えなければならない。

6.1.2 解析に用いたスペクトルモデル

wabs · zwabs

天体から発せられた X 線は、衛星に到達するまでに星間物質による光電吸収をある確率で受ける。その吸収の確率を表したモデルが wabs モデルであり、水素の密度を n 、 i 番目の元素の存在比、吸収断面積を f_i 、 $\sigma_i(E)$ 、吸収体の厚みを d とおけば、wabs モデルは次式のように表せる。

$$M(E) = \exp \left(- \sum_i n f_i \sigma_i(E) d \right) \quad (6.4)$$

$\sum_i f_i \sigma_i$ は重元素の存在度に依存するが、星間空間では一定とみなしてよい。よって吸収体である星間物質を太陽組成比と同一の中性物質であると仮定した Wisconsin 吸収断面積 $\sigma(E)$ に置き換えられる。以上から式 (6.4) のフリーパラメータは $nd = N_H$ (水素の柱密度) のみになり、結局 wabs model は、

$$M(E) = \exp(-N_H \sigma(E)) \quad (6.5)$$

と置き換えられる。一方、zwabs モデルは、wabs モデルに宇宙膨張による赤方偏移を考慮したモデルであり、 z を用いて以下のように表される。

$$M(E) = \exp(-N_H \sigma(E[1+z])) \quad (6.6)$$

これらの吸収による影響は、特に 2keV 以下で大きい。wabs モデルについては 2.2.3 節 [吸収構造] でも詳しく言及しているのでそちらも参照されたい。

pcfabs · zpcfabs

以上の wabs モデルでは中性の吸収体が視線方向に一様に存在していると仮定しているが、実際の天体周辺の物質分布が一様に存在しているとは考えにくい。以下に示す pcfabs (partial covering) モデルでは物質が一様に存在せず、物質の濃淡を再現した部分吸収モデルとなっている。

$$M(E) = f \cdot \exp[-N_H \sigma(E)] + (1 - f) \quad (6.7)$$

ここで、 f は covering fraction と呼ばれる無次元量で、どの程度の物資が吸収に寄与してくるのかを表す。定義域は $0 \leq f \leq 1$ であり、 $f=1$ であれば全視野を吸収体が覆っていることになり (つまり wabs モデルと同期する)、 $f=0.5$ とすると、視野の 50% が吸収体で覆われていることを表す。

特に Seyfert 1.5-2 型では、トーラス等を起源とする中性物質の吸収量が変化することが報告されており、これらの吸収の割合を調査する上では、部分吸収モデルを考えることは有効である。

また、赤方偏移を考慮したモデルとして zpcfabs も考えることができ、以下の式で与えられる。

$$M(E) = f \cdot \exp[-N_H \sigma(E[1+z])] + (1 - f) \quad (6.8)$$

power law

power law モデルは、AGN の X 線スペクトル全体にべき型に伸びる非熱的な連続成分を表し、XSPEC 中では以下のように与えられる。

$$A(E) = K \left(\frac{E}{1\text{keV}} \right)^{-\Gamma} \quad (6.9)$$

Γ は光子指数を表し、値が大きければ低エネルギー側での光子数が多く (Soft)、値が小さければ高エネルギー側での光子数が多く (Hard) なる。また規格化定数 K は、1keV におけるフラックス (photon $\text{keV}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$) で与えられる。power law モデルは 2.2.2 節で詳しく言及したので、ここでの説明は割愛する。

zgauss

Gaussian はスペクトル中の輝線や吸収線を表現するモデルとして、一般的に用いられる関数である。zgauss モデルは Gaussian に赤方偏移が考慮に入れられたモデル関数であり、以下のよう
に与えられる。

$$A(E) = \frac{K}{\sqrt{2\pi\sigma^2(1+z)}} \exp\left[-\frac{(E(1+z) - E_{Line})^2}{2\sigma^2}\right] \quad (6.10)$$

ここで、 E_{Line} はラインの中心エネルギー (keV)、 σ は gaussian で表されるラインの幅 (keV)、 z は赤方偏移、 K はラインに含まれる全フラックス (photons/cm²/s) で表される規格化定数である。特に、本解析では電離ラインを zgauss モデルで再現を行い、推測したライン強度 K から等価幅を求めている。なお、輝線の場合 K は正の値をとるが、吸収線の場合は負の値をとる。

pexmon

pexmon モデルは Nandra et al[55] によって構築された、中性物質による反射成分をいくつか
の中性輝線を含めることによって、より正確に見積もるための反射成分モデルである。

pexrav (AGN の反射成分を見積もる際に用いられるモデルとしては最も一般的なモデル; 後
述) との具体的な違いは、反射成分モデル中に中性鉄の $K\alpha$ 輝線 (6.4keV) と、中性鉄の $K\beta$ 輝線
(7.05keV)、Fe $K\alpha$ によるコンプトンショルダー、更に Ni $K\alpha$ 輝線 (7.47keV) を含んでいる点にあ
る。George and Fabian によるモンテカルロシミュレーションの結果 [56] に従うと、これらのラ
イン強度との間には、光子指数 Γ や Inclination Angle、他元素に対する鉄の存在度 A_{Fe} との相関
を考察することができる。以下に各々示す。

$1.1 < \Gamma < 2.5$ ¹ を満たす光子指数 Γ と、中性鉄 $K\alpha$ の等価幅 EW の間には、以下の関係がある。

$$EW = 9.66EW_0(\Gamma^{-2.8} - 0.56) \quad (\text{eV}) \quad (6.11)$$

この際、 EW_0 は、George and Fabian によって見積もられた理想的な中性鉄 $K\alpha$ の等価幅であり、
 $EW_0 = 144 \text{ eV}$ とおいている。

また、Inclination Angle ' i ' との依存性は、 $i < 85^\circ$ という制限の範囲で以下のように表される。

$$EW = EW_0\{2.20 \cos i - 1.749(\cos i)^2 + 0.541(\cos i)^3\} \quad (\text{eV}) \quad (6.12)$$

他元素に対する鉄の存在度 A_{Fe} との依存性についても、 $0.1 < A_{Fe} < 10$ の範囲で以下のように
表される。

$$\log EW = \log EW_0\{0.641 \log A_{Fe} - 0.172(\log A_{Fe})^2\} \quad (\text{eV}) \quad (6.13)$$

更に、鉄 $K\alpha$ に対するコンプトンショルダーに関しても、Matt et al[57] によってその計算がな
され、Inclination Angle を用いて以下のように表される。

$$EW_{CS} = EW_{FeK\alpha}(0.1 + 0.1 \cos i) \quad (\text{eV}) \quad (6.14)$$

以上のように反射成分のパラメータから多角的に見積もられた Fe $K\alpha$ のライン強度に対して、
Fe $K\beta$ は 11.3 % の強度のライン放射を行い、Ni $K\alpha$ は 5 % の強度のライン放射を行うと仮定し、
pexmon モデルは計算されている。

図 6.1 に、pexrav モデルと pexmon モデルの概形を示す。

¹Seyfert 銀河の典型値は $1.5 < \Gamma < 2.5$ であり、この範囲を満たす。

参考 :pexrav

pexrav はカットオフを伴う power law 放射が中性物質に反射される際のスペクトルを再現するモデルである。フリーパラメーターは、光子指数 Γ 、カットオフエネルギー E_C 、Reflection Factor $R = \Omega/2\pi$ 、赤方偏移 z 、ヘリウムより重い元素の太陽に対する存在度、鉄の存在度、傾斜角度の余弦 (Inclination Angle)、normalization(1keV でのフラックスで与えられる) である。pexrav モデルの特徴をいくつかあげると、

- E_C がゼロになるとカットオフがなくなる。
- reflectionfactor は負のときのみ、反射成分が現れる。正であると、反射成分と共にカットオフをもつ power law が加わったモデルとして再現される。
- 鉄の存在度が増えると、反射成分のピークが高エネルギー側へずれる。
- 傾斜角度が小さいほど、反射成分は大きくなる。

pexrav model は、Magdziarz & Zdziarski[22] によって計算されたモデルであり、AGN の反射成分の再現のために一般的によく用いられているモデルである。

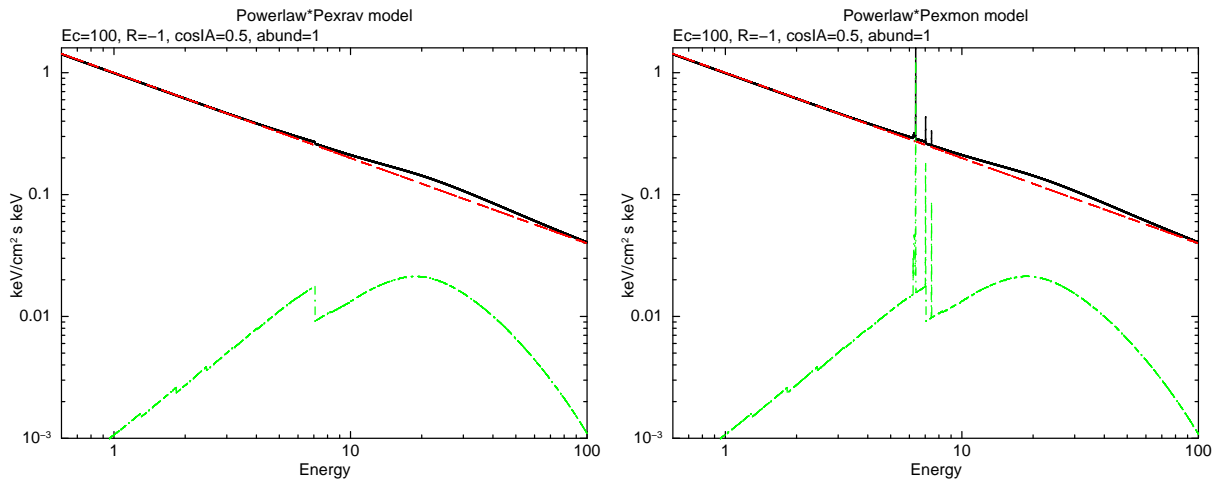


図 6.1: 左図:power-law + pexrav のスペクトルモデル、右図:power-law + pexmon のスペクトルモデルを示す。双方とも赤線が Power law 関数、緑線が pexrav 又は pexmon モデル、黒線が 2 つの和の成分を表す。この図での入力パラメータは、 $R=-1$ 、 $E_{cut}=100\text{keV}$ 、Inclination Angle = 60° 、アバundanceは 1 を仮定している。pexmon モデルでは、中性鉄 $K\alpha, K\beta$ 線や $Ni K\alpha$ 線が付加されていることがわかる。

6.2 解析の具体的な流れ

上で説明したスペクトルモデルと、3章で導出した Growth Curve や電離体のモデルを用いて、NGC3227 の各観測ごとに解析を進めていく。おおまかな解析手順は以下の通りである。

1. XIS+PIN 帯域 (2-60 keV) での Base Model Fitting
2. 残差構造の確認と電離ラインの等価幅の導出
3. 等価幅と Growth Curve を用いた電離物質の物理パラメータの導出

4. 電離物質の寄与を考慮した XIS+PIN 帯域 (2-60 keV) での再 Fitting

本項目では解析結果に移る前に、上の解析手順の詳細について、主に NGC3227 の 1 観測目を例にとって以下で説明を行う。

6.2.1 XIS+PIN 帯域 (2-60 keV) での Base Model Fitting

まず初めに、Seyfert 銀河の X 線 スペクトルについて、以下のスペクトルモデルを本解析での Base Model として用いることによって 2-60 keV の広い帯域での Fitting を行った。

$$\text{Base Model} = \text{constant} * \text{wabs} * (\text{zpcfabs} * (\text{powerlaw}) + \text{pexmon}) \quad (6.15)$$

wabs は我々の銀河での吸収を補正するために用いた。また、zpcfabs を用いることによって AGN の存在する母銀河の吸収を中性物質による部分吸収として挿入しており、covering fraction は free パラメータとしておいている。power-law 関数は中心からの連続成分、pexmon は中性物質からの反射成分を担っており、前項で言及したように中性鉄、ニッケル輝線を組み込むことによって、より正確な中性反射成分の見積もりが期待できる。

また、Base model では、constant factor を後段のモデル全体に寄与するように、挿入している。これは、XIS と HXD-PIN との間にキャリブレーションの精度として、違いのフラックス比として XIS:PIN=1:1.16 という関係があるが、これを補正するために考慮に入れている。

更に、Base Model では幾つかのパラメータの値を以下のように固定することによってフィッティングを行っている。wabs については、我々の銀河固有の吸収成分として、過去の研究で調べられた N_H に値を fix する。具体的には NGC3227: $N_H = 0.021 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$ 、の値を採用している [58]。

また、反射成分を表す pexmon のパラメータについては、カットオフエネルギーを 1000keV、重元素の存在比を太陽の存在比 (1solar) に fix し、更に Inclination Angle を 60 ° に fix している。

更に、power-law で表現される Normalization と光子指数 (Photon index; Γ) を pexmon 中で表現される Normalization と光子指数に一致 ($\Gamma_{\text{power}} = \Gamma_{\text{pexmon}}$, $\text{Norm}_{\text{power}} = \text{Norm}_{\text{pexmon}}$) させて fitting を行う。これは、連続成分起源の光子が反射成分を形成することを想定しているからである。

以上の条件でフィットを行った場合の実スペクトルと、モデルスペクトルを図 6.2 に示す。また、その際に求めた Free Parameter についても表 6.1 に示す。

zpcfabs	N_H (10^{22}cm^{-2})	4.91±0.40
	Covering Fraction	0.510 ±0.014
powerlaw	Γ	1.763±0.020
	norm($\times 10^{-2}$)	1.178±0.057
pexmon	rel _{refl}	-0.634±0.044

χ^2 /d.o.f : 1065.2/878
norm : photons/cm²/s

表 6.1: NGC3227 Obs1 での Base model を用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータ。各フリーパラメータと reduced χ^2 を示す。

電離ライン周辺の残差構造

図 6.2 で示した Base Model Fitting を行ったスペクトルの鉄ライン周辺の構造を、詳しく見ると、6.5 keV ~ 7.0 keV の範囲での電離鉄ラインが見込まれる箇所に負方向の残差構造が確認でき

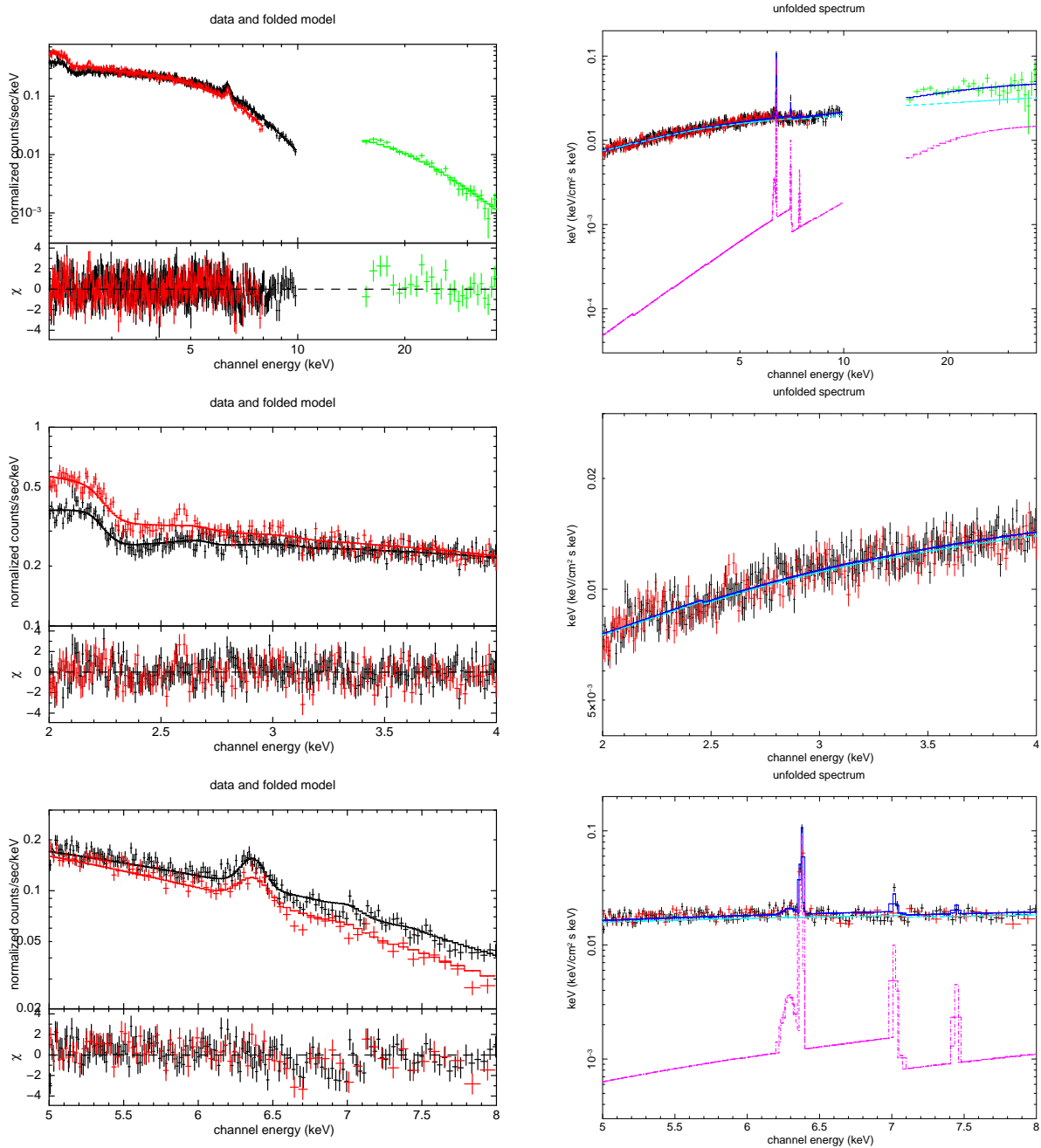


図 6.2: NGC3227 Obs1 での観測データを Base Model を用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。左列: 残差成分を併せて表示させたスペクトル、右列: モデル成分を表示させた νF_ν スペクトルを示しており、上段: 2-60 keV 帯域、中段: 2-4 keV 帯域、下段: 5-8 keV 帯域となっている。 νF_ν スペクトルでは、2-10 keV の黒色十字プロットが XIS-FI を示し、赤色十字プロットが XIS-BI を示す。また、10-60 keV の緑色十字プロットが PIN を示す。また、桃色が pexmon モデルを示し、水色が powerlaw、青色がその和となっている。

る(図 6.2 の下段左の図)。これらは表 2.2 によると $\text{Fe}_{\text{XXV}}K\alpha$ 、 $\text{Fe}_{\text{XXVI}}K\alpha$ の電離ラインが作る構造であると考えられる。

また、図 6.2 の中段左に示した 2~4 keV でのスペクトルについても確認すると、表 2.2 によれば、電離ラインとして観測され得る $\text{S}_{\text{XXV}}K\alpha$ 、 $\text{S}_{\text{XXVI}}K\alpha$ の電離ラインは、この観測に限っては

微弱な構造しか持たないことが予想される。

これらの電離ラインの等価幅を求め、3章で紹介した Growth Curve を用いれば、2章で紹介したように電離物質の物理パラメータが導出できる。

6.2.2 電離ラインの等価幅の導出

以上のように、Seyfert 銀河の X 線スペクトル中には高階電離した種々のイオンによるライン構造が確認される。これら電離ラインの強度は放射起源の電離物質の電離パラメータを反映した量であり、特に吸収線に関していえば柱密度にも依存し、その電離吸収成分は第3章で示したように連続成分にも影響を与え得る。

よって、スペクトルをより精密に再現しパラメータを導出するためには、電離物質の物理的なパラメータを見積もり、第3章で作成した電離体モデルを Base Model に付加させてフィッティングを行う必要がある。

そのためにもまず、電離ラインの見られる狭いエネルギーバンドに対して単純な power-law と gaussian を用いて Fitting を行い、電離ラインの等価幅を求める。この解析で狭い領域を単純なモデルで Fitting する理由は、連続成分のモデルに依存しない量として等価幅を見積もることができるためであり、また比較的強度の弱い電離ラインの Fitting をより正確に行うためである。

表 6.2 には今回の解析で Fitting を行い等価幅を求めた電離ラインの一覧と、静止系で観測される各々のエネルギーを示す。

電離ラインの種類	S _{XV} K α	S _{XVI} K α	Fe _{XXV} K α	Fe _{XXVI} K α
中心エネルギー@静止系	2.45keV	2.62keV	6.70keV	6.97keV

表 6.2: 解析に用いた電離ラインの一覧

以下では、本項目で行った複数の電離ラインの具体的な Fitting 手順と注意点について述べる。

硫黄電離ライン、S_{XV}K α 、S_{XVI}K α の見られる 2.0-4.0 keV の帯域においては、power-law に加えて、これらの電離ラインを説明し、等価幅を導出するための 2 つの gaussian(zgauss) を用いて Fitting を行った。これを Model A とおく (式 6.16)。この際、各電離ラインは強度が弱いため、フリーパラメータが多いと上手く Fitting が行えない場合があるので、表 6.3 に示すように zgauss のいくつかのパラメータについては固定して Fitting を行った。なお、zgauss の norm については正負どちらの値もとれるように設定し、輝線・吸収線のどちらも表現できるようにしている。また、power-law 関数のパラメータ (光子指数、norm) は全てフリーパラメータとしている。

$$\text{Model A} = \text{powerlaw} + \text{zgauss1} + \text{zgauss2} \quad (2 \sim 4\text{keV FittingModel}) \quad (6.16)$$

電離ラインの種類		S _{XV} K α	S _{XVI} K α
		[zgauss1]	[zgauss2]
zgauss	Line E(keV)	2.45 (fix)	2.62 (fix)
	sigma (keV)	0 (fix)	0 (fix)
	norm	free	free

norm : photons/cm²/s

表 6.3: 2-4keV 帯域において Model A でフィットした際に固定したパラメータを示す。(fix) の箇所はその値に固定している。

電離鉄ライン、Fe_{XXV} K α 、Fe_{XXVI} K α の見られる 5.0-7.5 keV の帯域については、中性鉄 K α (6.4 keV)、中性鉄 K β 線 (7.05 keV) などの広がった鉄輝線構造が電離ラインにまで影響を及ぼす可能性が考えられるので、この 2 つの中性鉄ラインを gaussian を用いてフィットした上で、更に 2 つの gaussian で電離ラインの等価幅を求めることとした。つまり合計 4 つの gaussian を powerlaw に付加させて Fitting を行った。これを Model B とおく (式 6.17)。また、この帯域においても、電離ラインの強度の弱さが懸念されるので、表 6.4 に示すように zgauss のいくつかのパラメータについては固定している。こちらの電離ラインの zgauss の norm も、硫黄電離ラインの場合と同じ理由から、正負どちらの値もとれるように設定している。また、こちらも同様に power-law 関数のパラメータ (光子指数、norm) は全てフリーパラメータとしている。

$$\text{Model B} = \text{powerlaw} + \text{zgauss1} + \text{zgauss2} + \text{zgauss3} + \text{zgauss4} \quad (5 \sim 7.5\text{keV Fitting Model}) \quad (6.17)$$

電離ラインの種類		中性 FeK α [zgauss1]	中性 FeK β [zgauss2]	Fe _{XXV} K α [zgauss3]	Fe _{XXVI} K α [zgauss4]
zgauss	Line E(keV)	free	7.05 (fix)	6.70 (fix)	6.97 (fix)
	sigam (keV)	0.05 (fix)	0 (fix)	0 (fix)	0 (fix)
	norm	free	[Fe-K α の norm]*0.1	free	free

norm : photons/cm²/s

表 6.4: 5-7.5keV 帯域において、Model B でフィットした際に固定したパラメータを示す。(fix) の箇所はその値に固定している。中性鉄 K β の輝線強度は典型的に中性鉄 K α 輝線のおよそ 10%程度なので、表中では中性 [Fe-K β norm] = [Fe-K α norm]*0.1 としている。これは 6.1.2 節で紹介した pexmon モデルでも使われている関係である。

NGC3227 の 1 観測目についての電離ラインについて、以上から最終的に求まったパラメータを表 6.5 に示す。また、求まったパラメータと等価幅の式 (3.3) を用いて導出した各ラインの等価幅を表 6.6 に、後述の電離パラメータ、柱密度と併せて示す。また、これらの Fitting の様子を図 6.3 に示す。

Fitting Band	Model	Parameter	Value
2-4keV Fitting (Model A)	powerlaw	Γ	1.095 ± 0.017
		norm ($\times 10^{-3}$)	4.11 ± 0.11
	zgauss(S _{XV} K α)	norm ($\times 10^{-5}$)	-1.04 ± 0.33
	zgauss(S _{XVI} K α)	norm ($\times 10^{-6}$)	-2.4 ± 3.1
	$\chi^2/\text{d.o.f}$		495.0/421
5.5-7keV Fitting (Model B)	powerlaw	Γ	1.741 ± 0.058
		norm ($\times 10^{-2}$)	1.15 ± 0.11
	zgauss(Fe-K α)	Line E (keV)	6.3809 ± 0.0056
		norm ($\times 10^{-5}$)	3.61 ± 0.58
	zgauss(Fe _{XXV} K α)	norm ($\times 10^{-6}$)	-8.1 ± 2.3
	zgauss(Fe _{XXVI} K α)	norm ($\times 10^{-6}$)	-9.2 ± 2.5
$\chi^2/\text{d.o.f}$		254.3/227	

norm : photons/cm²/s

表 6.5: NGC3227 Obs1 : 電離ライン周辺を Model A, Model B などのモデルで fitting した際に得られた各パラメータを示す。なお、電離ライン強度が弱い場合、真値より 1σ エラーの方が大きい場合があるが、それらはエラーの範囲で吸収線とも輝線とも解釈できる。

電離ラインの種類	S _{XV} K α (2.45 keV)	S _{XVI} K α (2.65 keV)	Fe _{XXV} K α (6.70 keV)	Fe _{XXVI} K α (6.97 keV)
等価幅 (eV)	$-6.4^{+2.3}_{-2.1}$	$1.7^{+1.8}_{-2.4}$	$-17.9^{+5.9}_{-5.5}$	$-22.5^{+6.0}_{-8.1}$
輝線 or 吸収線	吸収線	-	吸収線	吸収線
$\log \xi$ (erg cm s ⁻¹)	反射体	> 3.5		-
	吸収体	2.0(UL)		$3.4^{+0.2}_{-0.2}$
N_H (10 ²² cm ⁻²)	$0.6^{+1.0}_{-0.3}$	0.6 (UL)	$0.6^{+0.3}_{-0.2}$	> 2.5

表 6.6: 表 6.5 と式 (3.3) から求めた、NGC3227 の 1 観測目の各電離ラインの等価幅の一覧を示す。値の直前に '+' が付いているものは真値において輝線であることを示し、値の直前に '-' が付いているものは真値において吸収線であることを示している。また、Growth Curve から求めた各電離体の電離パラメータ ($\log \xi$) と柱密度 (N_H) も併せて示す。輝線 or 吸収線の記述のない観測は、誤差の範囲内で輝線・吸収線の区別がつかないために識別していない。また、この観測では双方とも吸収体と推定したので、 $\log \xi$ の項目では吸収体の箇所だけに記述がある。表中の 'UL' は上限値を示している。

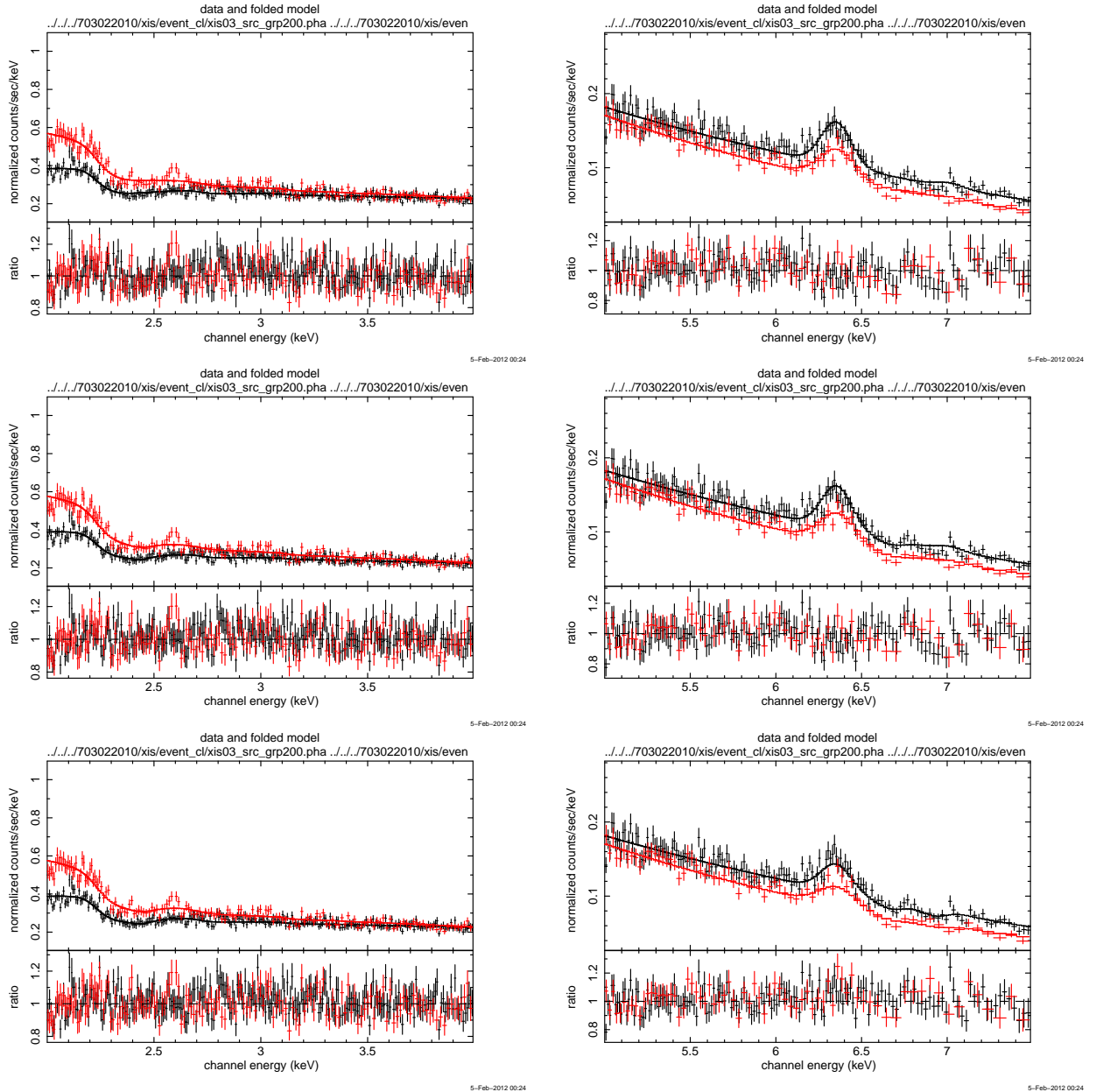


図 6.3: NGC3227(1 観測目) の電離ライン周辺のスペクトルフィッティングの様子を示す。黒、赤の十字、実線は図 6.1 と同じ意味を示す。5-7.5 keV に関しては、Gaussian を挿入する度に、6.7 keV や 6.97 keV の残差構造が改善されており、フィッティングがなされていることがわかる。2-4 keV に関しては、電離ライン構造が微小で Gaussian の挿入による残差の改善がわかりにくい。

左列においては、2-4 keV の硫黄電離ラインの見られるエネルギーバンドにおいて、以下のような model で fitting を行ったスペクトルを示している。

- 上段: Model=powerlaw での fitting
- 中段: Model=powerlaw+zgauss($S_{XV}K\alpha$) での fitting
- 下段: Model A =powerlaw+zgauss($S_{XV}K\alpha$)+zgauss($S_{XVI}K\alpha$) での fitting

右列においては、5-7.5 keV の鉄電離ラインの見られるエネルギーバンドにおいて、以下のような model で fitting を行ったスペクトルを示している。

- 上段: Model=powerlaw+2zgauss(中性鉄 $K\alpha, K\beta$) での fitting
- 中段: Model=powerlaw+2zgauss(中性鉄 $K\alpha, K\beta$)+zgauss($Fe_{XXV}K\alpha$) での fitting
- 下段: Model B =powerlaw+2zgauss(中性鉄 $K\alpha, K\beta$)+zgauss($Fe_{XXV}K\alpha$)+zgauss($Fe_{XXVI}K\alpha$) での fitting

6.2.3 電離体の物理パラメータ (柱密度と電離パラメータ) の見積もり

Kotani et al[31] や Bianchi et al[32] において解析手法として用いられた Growth Curve や電離ラインの強度と電離パラメータの相関を用いると、電離ラインの情報から電離パラメータ ξ や柱密度 N_H を導出することができることは第 2,3 章で示した通りである。

まず、図 6.4 で示した電離ライン強度比と電離パラメータの相関図から、電離体物質の電離パラメータを見積もった。注意すべきは、 $S_{XV}K\alpha$ が輝線で、 $S_{XVI}K\alpha$ が吸収線であるといったように、ラインの種類が一致しない場合に限っては、各々の放射領域は、視野外の物質由来、視線方向内の物質由来、と明らかに違う箇所からの放射であるので、この手法は扱えないことに注意する。

例として電離硫黄ラインを考えた場合に、 $S_{XV}K\alpha$ (He-like) と $S_{XVI}K\alpha$ (H-like) は上記のように同じ電離物質を起源として吸収線放射がなされていると仮定すれば、図 6.4 で示されるように、等価幅と同じ比を持つ電離パラメータが導出できる。例えば、 $[S_{XV}K\alpha \text{ の強度}]/[S_{XVI}K\alpha \text{ の強度}] \sim 1$ であるならば、図 6.4 から、電離硫黄ラインを放射する電離体の持つ電離パラメータはおおよそ $\log \xi \sim 2.6 \text{ erg cm s}^{-1}$ であると推定される。また、今回扱った電離ラインについてはライン強度が微弱な観測も存在し、真値では吸収線であったものが、エラーの範囲では輝線を示す場合がある。そのような場合はエラーの上限値を仮定して、電離パラメータの推定を行っている。また、観測によっては‘片方’の電離ラインしか観測されない場合がある。例えば $S_{XV}K\alpha$ は吸収線として観測されるが、 $S_{XVI}K\alpha$ は吸収線としては観測されない場合は、図 3.3 において、 $S_{XV}K\alpha$ が観測され、 $S_{XVI}K\alpha$ が 0 に近づく箇所を電離パラメータの上限値とおいた。NGC3227 の場合はおおよそ $\log \xi \sim 1.8 \text{ erg cm s}^{-1}$ ほどの上限値になる。逆に、 $S_{XVI}K\alpha$ は吸収線として観測されるが、 $S_{XV}K\alpha$ は吸収線としては観測されない場合は、 $S_{XVI}K\alpha$ が観測され、 $S_{XV}K\alpha$ が 0 に近づく箇所を電離パラメータの下限値とおいた。NGC3227 の場合はおおよそ $\log \xi \sim 3.5 \text{ erg cm s}^{-1}$ ほどの下限値になる。

次に、吸収線が観測された場合に限り、Growth Curve から柱密度を推定する。AGN での Growth Curve 作成事例としては、Bianchi et al[32] や Risaliti et al[29] などの解析があげられ、彼らは gaussian fitting によるライン幅 σ の値から抽出できる電離バルクの運動速度ごとに Growth Curve を導出していたが、今回作成した Growth Curve では第 3 章に示したように運動速度幅を典型値として $\sim 200 \text{ km/s}$ と一定の値として導出した。これは解析上、微弱な電離ラインの fitting を行いやすくするために $\sigma = 0$ とおいたため、観測データの fitting からは速度幅を導出できないからである。今回の解析では、各天体ごとの Growth Curve を $\log \xi = 1, 2, 3, 4, 5$ の 5 通りの場合に分けて作成したので、上で導出した $\log \xi$ に応じた Growth Curve を選択して、各ラインごとに対応する柱密度 N_H の導出を行った。また、上と同様に、真値は輝線であるが、エラーの範囲で吸収線が観測される場合にはその上限値を求めることにした。

また、電離ラインが輝線として顕著に観測される場合には、電離パラメータの導出は上と同じ方法で行えるが、Growth Curve による柱密度の推定は行えない。一方で、輝線放射は視野外の全電離物質の足し合わせによって観測されるので、その合算の密度は十分厚いと仮定をおき、輝線が観測される場合の柱密度 N_H を $N_H = 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ と一意におくことにした。過去の QSO や Seyfert 銀河での電離物質の見積もりによると、柱密度はおおよそ $21 \leq \log N_H \leq 23$ の範囲で推移している [1][2] ことから、この仮定は reasonable であるといえる。

以上から求めた、NGC3227,1 観測目の電離パラメータ、柱密度を表 6.6 に、前項目で求めた等価幅と併せて示す。

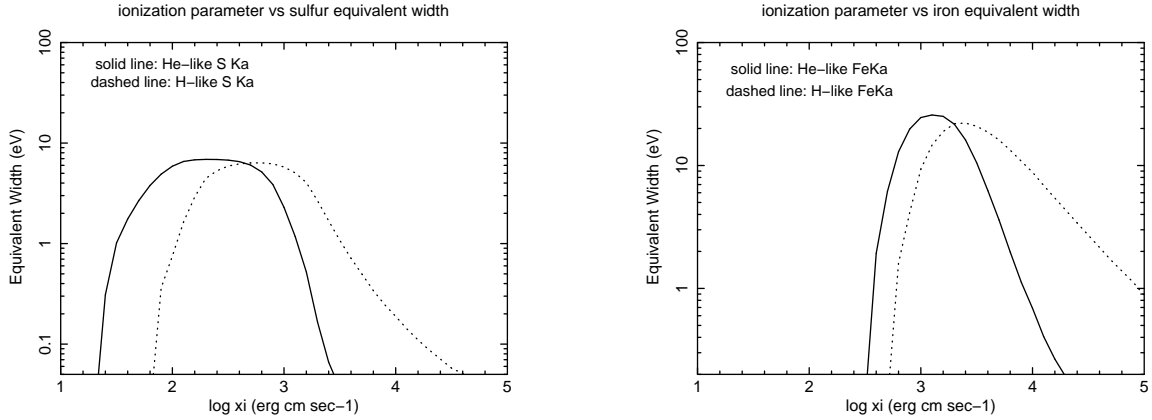


図 6.4: 再掲:NGC3227 の電離パラメータと電離ライン強度比との相関図を示す。左図: $S_{XV}K\alpha$ (He-like S- $K\alpha$:2.45keV)と $S_{XVI}K\alpha$ (H-like S- $K\alpha$:2.62keV)の強度比と電離パラメータ ξ との相関 右図:各天体の $Fe_{XXV}K\alpha$ (He-like Fe- $K\alpha$:6.7keV)と $Fe_{XXVI}K\alpha$ (H-like Fe- $K\alpha$:6.97keV)の強度比と電離パラメータ ξ との相関

6.2.4 電離物質の寄与を考慮した XIS+PIN 帯域での再 Fitting

第 3 章で言及した、XSTAR2XSPEC を用いて作成した電離物質の吸収や反射を表現するモデル (xout_mtable.fits や xout_aout.fits によって作られるテーブルモデル) では、変数を「電離パラメータ」「柱密度」「赤方偏移」とおき、電離物質の寄与をスペクトルモデルとして表現できる。このことから、表 6.6 で示した電離パラメータや柱密度をモデル中の変数として用いて観測データを fitting すると、gaussian を用いなくても観測された電離ラインを再現することが可能であり、これらの fitting を行うことにより、電離物質が広い帯域に渡って他の成分に及ぼす影響などが調査できる。

よって、これまでの過程から導出した物理パラメータを用いて、電離体を再現するモデルを Base Model(6.15) に付加させた以下の Model C,D で XIS+PIN 帯域 (2-60 keV) の範囲で Fitting を行った。なお、電離硫黄ラインについては、後述の図 6.6 に示すように、全観測に渡ってライン構造が微弱で、柱密度や電離パラメータの導出が難しかったので、この解析では考慮に入れないこととした。

$$\text{Model C} = \text{constant} * \text{wabs} * (\text{zpcfabs} * (\text{powerlaw}) + \text{pexmon}) * \text{xstar}\{\text{xout_mtable.fits}\} \quad (6.18)$$

$$\text{Model D} = \text{constant} * \text{wabs} * (\text{zpcfabs} * (\text{powerlaw}) + \text{pexmon} + \text{xstar}\{\text{xout_aout.fits}\}) \quad (6.19)$$

式 (6.18) は Base Model に 1 つの電離吸収体 (xstar{xout_mtable.fits}) を作用させたモデルとなっており、式 (6.19) は Base Model に 1 つの電離反射体 (xstar{xout_aout.fits}) を付加させたモデルとなっている。これらの使い分けは、電離鉄ラインで吸収線が顕著で、放射源を吸収体と仮定した場合には Model C を使い、電離鉄ラインで輝線が顕著で、放射源を反射体と仮定した場合には Model D を使う。

Model C,D では、wabs や pexmon で固定したパラメータ設定は Base Model で fitting する際と同じものである。また、これらの再 fitting を行う際には、電離物質モデルのパラメータは表 6.6 などで求めた電離パラメータや柱密度に fix している。

NGC3227 の 1 観測目は電離鉄ライン、電離硫黄ラインの双方で吸収線が顕著であり、このことから電離物質を吸収体と認識したので、ここでは以上の Model C で fitting したスペクトルを図 6.5 に示す。

また、Model C の fitting で得られたパラメータを Base Model で得られたパラメータと比較する形で表 6.7 に示す。電離物質を挿入したことによって、 χ^2 の改善が見られたが、各パラメータでは変化は見られなかった。

model name	parameter	Obs1: Base Model	Obs1: Model C
zpcfabs	N_H (10^{22}cm^{-2})	4.91 ± 0.40	4.87 ± 0.42
	Covering Fraction	0.510 ± 0.014	0.491 ± 0.015
powerlaw	Γ	1.763 ± 0.020	1.734 ± 0.019
	norm($\times 10^{-2}$)	1.178 ± 0.057	1.146 ± 0.056
pexmon	rel _{ref}	-0.634 ± 0.044	-0.589 ± 0.045
xstar (Fe lines)	$\log \xi$ (erg cm s^{-1})	-	$4.59^{+0.26}_{-0.23}$
	N_H (10^{22}cm^{-2})	-	$(1.67^{+0.22}_{-0.31})\times 10$
	$\chi^2/\text{d.o.f}$	1065.2/878	979.9/876

norm : photons/cm²/s

表 6.7: NGC3227 Obs1 での Model C を用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータと Base Model フィットで得られたパラメータとの比較を示す。

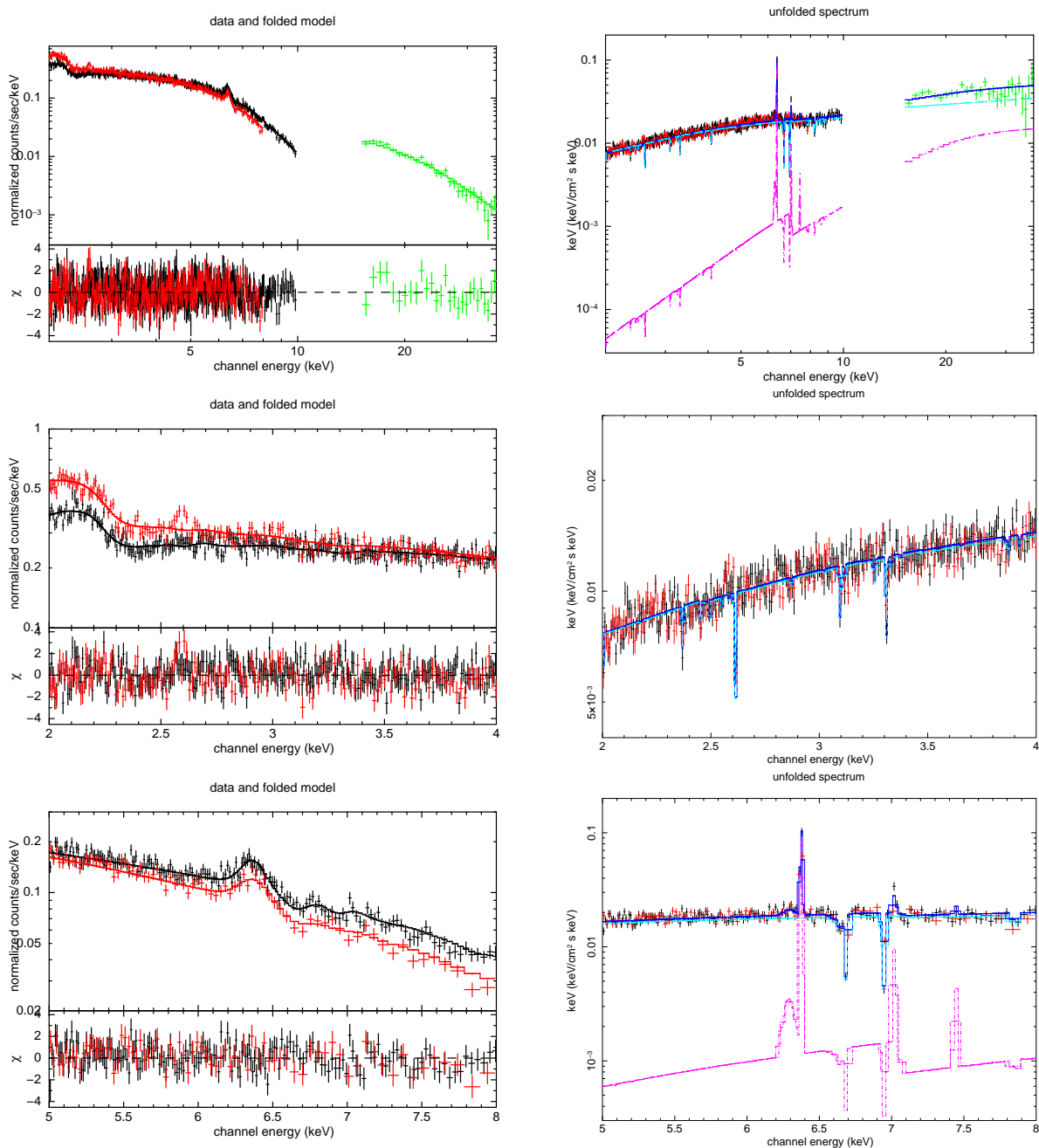


図 6.5: NGC3227 Obs1 での観測データを model C を用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。左列: 残差成分を併せて表示させたスペクトル、右列: モデル成分を表示させた νF_ν スペクトルを示しており、上段: 2-60 keV 帯域、中段: 2-4 keV 帯域、下段: 5-8 keV 帯域となっている。 νF_ν スペクトルでは、2-10 keV の黒色十字プロットが XIS-FI を示し、赤色十字プロットが XIS-BI を示す。また、10-60 keV の緑色十字プロットが PIN を示す。また、桃色が pexmon モデルを示し、水色が powerlaw、青色がその和となっている。 νF_ν で表されたスペクトルモデルを見ると、Base Model によるフィッティング図 6.2 と比べて、各成分に電離吸収成分が吸収線として現れているのがわかる。

6.3 NGC3227

6.3.1 各電離ラインの等価幅や柱密度、電離パラメータの観測事の変化

以上の流れで、各観測での複数の電離硫黄・鉄ラインの fitting を行い、それらのパラメータを用いて、等価幅の導出を行った。特に観測ごとの Model A(2-4 keV fitting) , Model B (5-7.5 keV fitting) から得られた fitting パラメータを巻末 Appendix の表 A.1 に示し、そこから見積もられる各観測の電離ラインの等価幅の値を表 6.8、変動の様子を図 6.6 に示す。また、各観測での 10-40keV 帯域でのフラックス (直接成分) を図 6.8 に示す。図 6.8 では、1 観測目に対応する時間を 3 分割しているが、直接成分は power law 関数の norm で決まる量であり、小さい誤差で値が決定しやすく細かい変動をみることができるために分割した。図 6.8 をみると 1 観測目で直接成分 flux が増光していることが確認できる。

これらの直接成分の変動と電離鉄ラインの変動の対応を見ると、特に 1 観測目では高いフラックスと大きな等価幅の電離鉄ライン吸収線が確認できる。これは視線方向に存在する物質の電離が直接成分の大きなフラックスで電離されたことにより、大きな等価幅が観測された、と解釈することができる。また 4 観測目も特徴的な観測であり、電離鉄ラインは顕著な輝線を示し、直接成分は低いフラックスを示している。これは、視線方向に存在する物質によって直接成分が遮蔽され電離反射成分が卓越している、と解釈することができる。一方で、電離硫黄ラインについては変動がみえているとは言い難い。

また、表 6.8 には、等価幅だけでなく、Growth Curve などから得られる吸収体の柱密度や電離パラメータについても併記する。これらの変動の様子も図 6.7 に示す。図 6.7 を見ると、水素柱密度 N_H は 1 観測目で大きな値をとっているが、他の観測ではほとんど変化していないことがわかる。また、電離パラメータ $\log \xi$ に関しても誤差の範囲でほとんど変化していないことが確認できる。

電離ラインの種類		S _{xv} K α (2.45 keV)	S _{xvi} K α (2.65 keV)	Fe _{xxv} K α (6.70 keV)	Fe _{xxvi} K α (6.97 keV)
Obs1	等価幅 (eV)	-6.4 ^{+2.3} _{-2.1}	1.7 ^{+1.8} _{-2.4}	-17.9 ^{+5.9} _{-5.5}	-22.5 ^{+6.0} _{-8.1}
	輝線 or 吸収線	吸収線	-	吸収線	吸収線
	log ξ (erg cm s ⁻¹)	反射体	>3.5		-
		吸収体	2.0(UL)		3.4 ^{+0.2} _{-0.2}
吸収体の N_H (10 ²² cm ⁻²)	0.6 ^{+1.0} _{-0.3}	0.6 (UL)	0.6 ^{+0.3} _{-0.2}	>2.5	
Obs2	等価幅 (eV)	-4.2 ^{+6.1} _{-4.8}	-5.2 ^{+4.6} _{-3.8}	7.3 ^{+7.4} _{-8.2}	7.9 ^{+9.9} _{-9.9}
	輝線 or 吸収線	-	吸収線	-	-
	log ξ (erg cm s ⁻¹)	反射体	1.8(UL)		3.5 ^{+0.8} _{-0.8}
		吸収体	2.7 ^{+0.8} _{-0.7}		3.5 ^{+0.8} _{-0.8}
吸収体の N_H (10 ²² cm ⁻²)	4.5(UL)	0.9(UL)	0.4(UL)	3.0(UL)	
Obs3	等価幅 (eV)	1.0 ^{+3.8} _{-4.1}	-4.3 ^{+3.4} _{-4.4}	-8.9 ^{+4.3} _{-7.0}	-14.4 ^{+6.6} _{-8.6}
	輝線 or 吸収線	-	吸収線	吸収線	吸収線
	log ξ (erg cm s ⁻¹)	反射体	1.8(UL)		-
		吸収体	2.2~3.5		3.5 ^{+0.2} _{-0.4}
吸収体の N_H (10 ²² cm ⁻²)	1.0(UL)	1.3(UL)	0.2 ^{+0.3} _{-0.1}	1.8 ^{+1.2} _{-5.2}	
Obs4	等価幅 (eV)	-1.8 ^{+8.5} _{-6.6}	-12.2 ^{+5.5} _{-7.1}	50.3 ^{+11.5} _{-7.0}	35.9 ^{+15.7} _{-9.3}
	輝線 or 吸収線	-	吸収線	輝線	輝線
	log ξ (erg cm s ⁻¹)	反射体	1.8(UL)		3.2 ^{+0.2} _{-0.2}
		吸収体	3.2 ^{+0.3} _{-0.7}		-
吸収体の N_H (10 ²² cm ⁻²)	4.0(UL)	>0.6	-	-	
Obs5	等価幅 (eV)	-12.1 ^{+4.5} _{-4.8}	-4.6 ^{+3.8} _{-4.2}	-1.2 ^{+4.8} _{-6.4}	-20.3 ^{+5.8} _{-7.9}
	輝線 or 吸収線	吸収線	吸収線	-	吸収線
	log ξ (erg cm s ⁻¹)	反射体	-		2.7(UL)
		吸収体	2.2 ^{+0.3} _{-0.3}		4.2 ^{+0.1} _{-0.6}
吸収体の N_H (10 ²² cm ⁻²)	>0.8	>0.8	9.0(UL)	3.2 ^{+3.1} _{-1.7}	
Obs6	等価幅 (eV)	6.6 ^{+8.8} _{-6.8}	-7.8 ^{+7.7} _{-7.1}	-1.9 ^{+8.7} _{-7.0}	0.79 ^{+12.6} _{-11.4}
	輝線 or 吸収線	-	吸収線	-	-
	log ξ (erg cm s ⁻¹)	反射体	1.8(UL)		3.5 ^{+0.8} _{-0.8}
		吸収体	>3.5		3.4 ^{+0.9} _{-0.7}
吸収体の N_H (10 ²² cm ⁻²)	-	>0.3	0.2(UL)	1.1(UL)	

表 6.8: 表 6.5 と式 (3.3) から求めた、NGC3227 の全観測の各電離ラインの等価幅の一覧を示す。値の直前に '+' がついているものは真値において輝線であることを示し、値の直前に '-' がついているものは真値において吸収線であることを示している。また、Growth Curve から求めた各電離体の電離パラメータ (log ξ) と柱密度 (N_H) も併せて示す。輝線 or 吸収線の記述のない観測は、誤差の範囲内で輝線・吸収線の区別がつかないために識別していない。

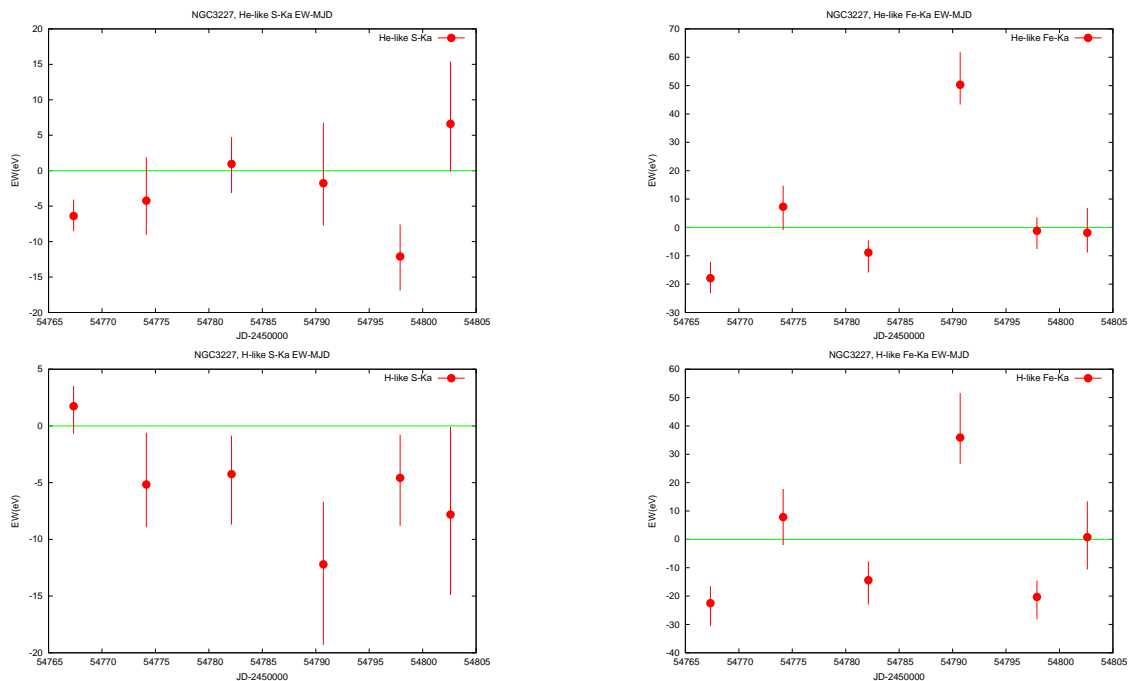


図 6.6: NGC3227 の観測された電離ラインの等価幅の変動を示す。全ての図において、正の値は輝線を示し、負の値は吸収線を示す。左上: $S_{XV} K\alpha$ の等価幅の観測ごとの値を示す。右上: $Fe_{XXV} K\alpha$ の等価幅の観測ごとの値を示す。左下: $S_{XVI} K\alpha$ の等価幅の観測ごとの値を示す。右下: $Fe_{XXVI} K\alpha$ の等価幅の観測ごとの値を示す。

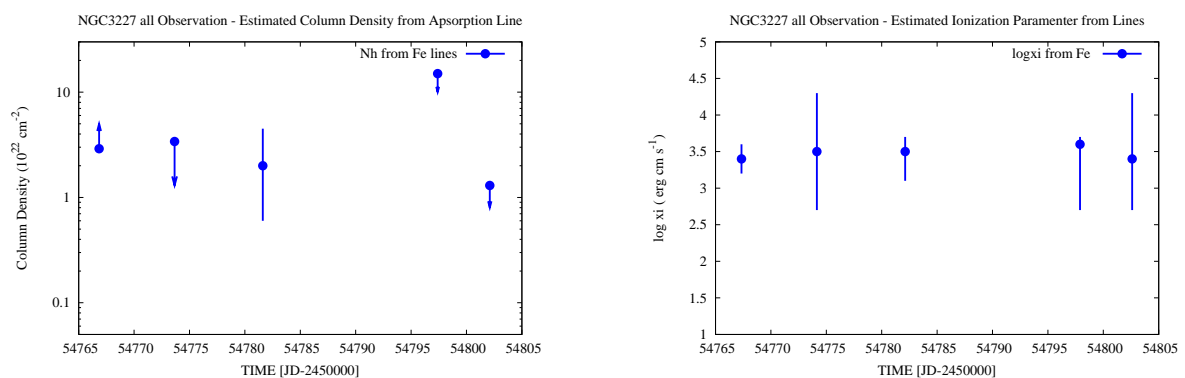


図 6.7: NGC3227 で観測された電離鉄ラインの等価幅から推定した、柱密度と電離パラメータの変動を示す。左図:電離鉄ラインの等価幅から推定した柱密度の変動を示す。上向き矢印が付随している点は下限値を示し、下向き矢印が付随している点は上限値を示している。右図:電離鉄ラインの等価幅から推定した電離パラメータの変動を示す。

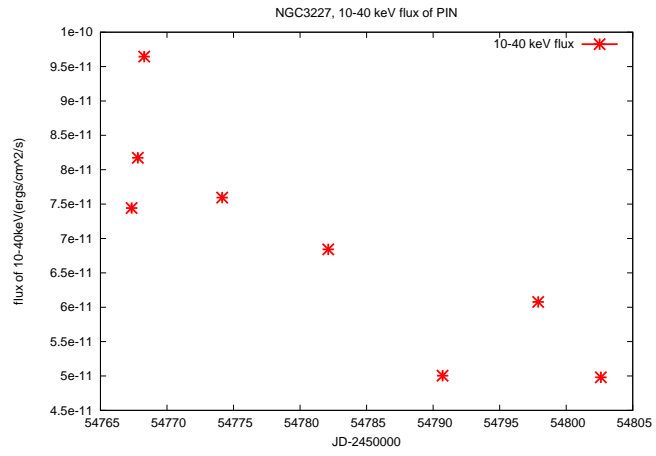


図 6.8: NGC3227 における各観測での直接成分 (10-40keV) のフラックス変化

6.3.2 XIS-PIN 帯域 での再フィッティング

図 6.2, 図 6.5 にならって、Obs2 以降の観測において、Base Model での fitting 結果と、電離物質を寄与にいたモデル (model C,D,E) での fitting から得られたパラメータの比較表とスペクトルを各々示す (図 6.9 ~ 6.17 図, 表 6.10 ~ 6.14)。これらを調べることによって、電離物質が XIS-PIN スペクトル全域に及ぼす影響について調べることができる。

NGC3227 に関しては、Base Model と比べると電離物質を考慮にいたスペクトルの方がラインの残差成分が改善され、 χ^2 が改善することが、全観測に渡ってわかる。

しかし、以下のフィッティング (図 6.9 ~ 6.17 図, 表 6.10 ~ 6.14) によるフィットパラメータを、電離物質の挿入前後において比較しても、各観測において、その前後で大きな変動はないことがわかった。

なお、各観測で適用した電離モデルは表 6.2 の輝線、吸収線の見え方から判断し、表 6.9 のように使い分けた。

	obs1	obs2	obs3	obs4	obs5	obs6
使用したモデル	model C	model E	model C	model E	model C	model C

表 6.9: 広帯域でのフィッティングの際に用いた電離物質を考慮にいたモデルを各観測毎に示す。

NGC3227 Obs 2

model name	parameter	Obs2: Base Model	Obs2: Model C
zpcfabs	N_H (10^{22}cm^{-2})	16.20 ± 0.50	14.51 ± 0.58
	Covering Fraction	0.790 ± 0.018	0.761 ± 0.018
powerlaw	Γ	1.585 ± 0.023	1.583 ± 0.024
	norm ($\times 10^{-3}$)	5.58 ± 0.39	5.58 ± 0.40
pexmon	rel _{refl}	-0.922 ± 0.044	-0.992 ± 0.043
xstar (Fe lines)	$\log \xi$ (erg cm s^{-1})	-	$4.1_{-0.6}^{(LL)}$
	N_H (10^{22}cm^{-2})	-	$7.6_{-7.2}^{+32.4}$
	norm ($\times 10^{-5}$)	-	$5.8_{-5.2}^{+22.2}$
	$\chi^2/\text{d.o.f}$	597.9/649	594.3/646

norm : photons/cm²/s

表 6.10: NGC3227 Obs2 での Model C を用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータと Base Model フィットで得られたパラメータとの比較を示す。表中の 'LL' は下限値を示す。

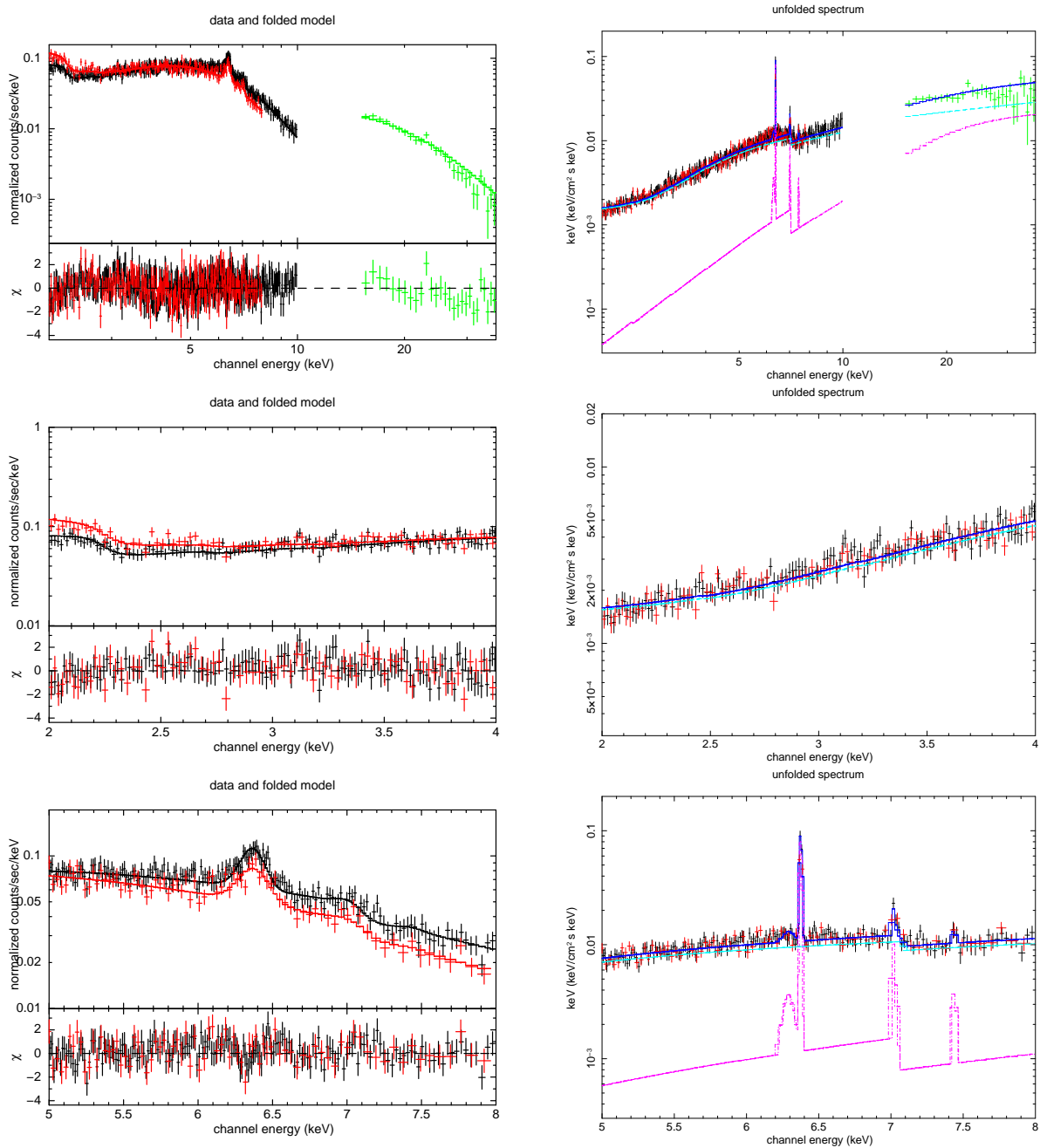


図 6.9: NGC3227 Obs2 での観測データを Base Model を用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。左列: 残差成分を併せて表示させたスペクトル、右列: モデル成分を表示させた νF_ν スペクトルを示しており、上段: 2-60 keV 帯域、中段: 2-4 keV 帯域、下段: 5-8 keV 帯域となっている。 νF_ν スペクトルでは、2-10 keV の黒色十字プロットが XIS-FI を示し、赤色十字プロットが XIS-BI を示す。また、10-60 keV の緑色十字プロットが PIN を示す。また、桃色が pexmon モデルを示し、水色が powerlaw、青色がその和となっている。

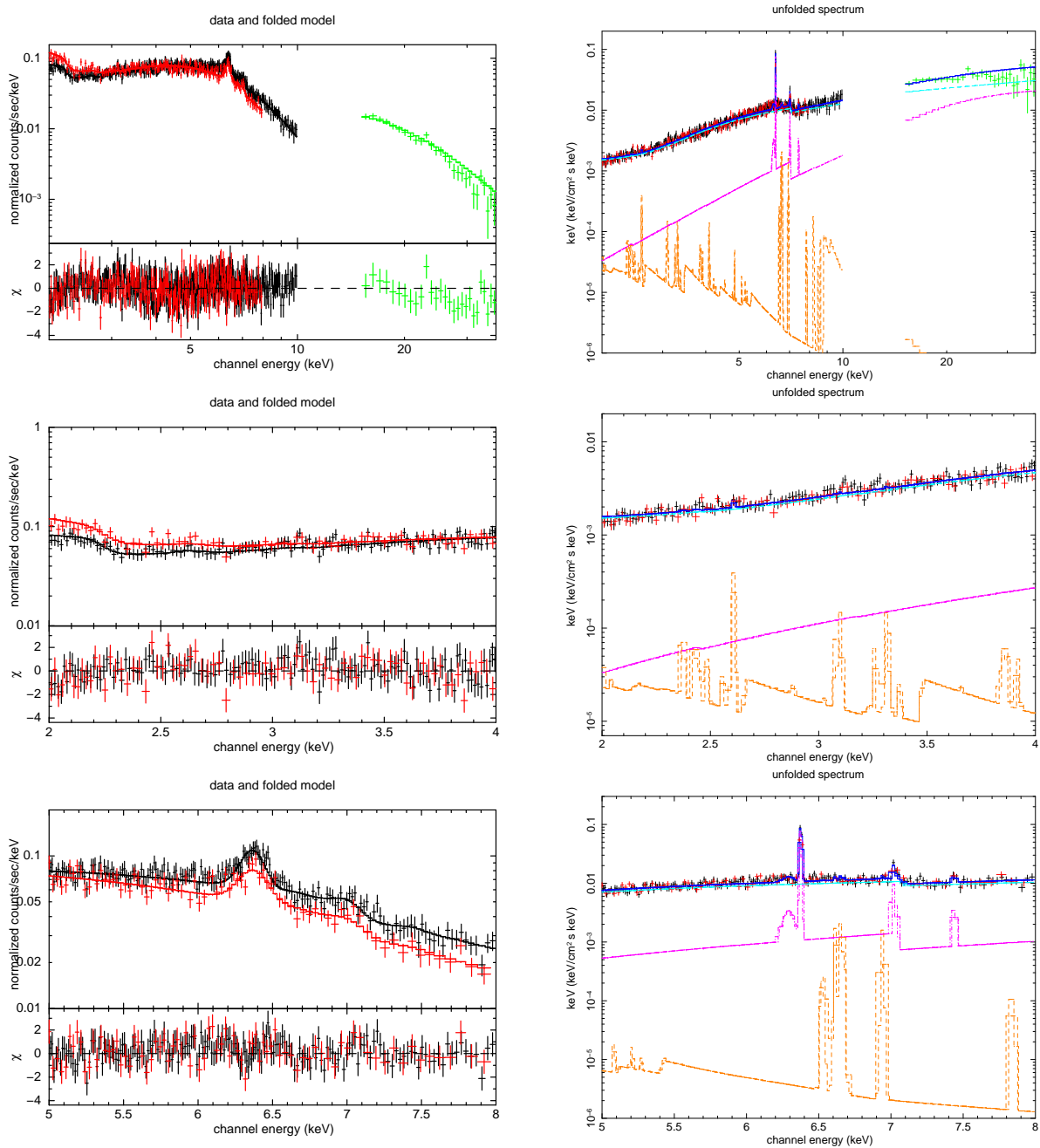


図 6.10: NGC3227 Obs2 での観測データを model E (S fix Fe free) を用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。左列: 残差成分を併せて表示させたスペクトル、右列: モデル成分を表示させた νF_ν スペクトルを示しており、上段: 2-6 keV 帯域、中段: 2-4 keV 帯域、下段: 5-8 keV 帯域となっている。 νF_ν スペクトルでは、2-10 keV の黒色十字プロットが XIS-FI を示し、赤色十字プロットが XIS-BI を示す。また、10-60 keV の緑色十字プロットが PIN を示す。また、桃色が pexmon モデルを示し、水色が powerlaw、橙色が電離反射体モデル、青色がその和となっている。

NGC3227 Obs 3

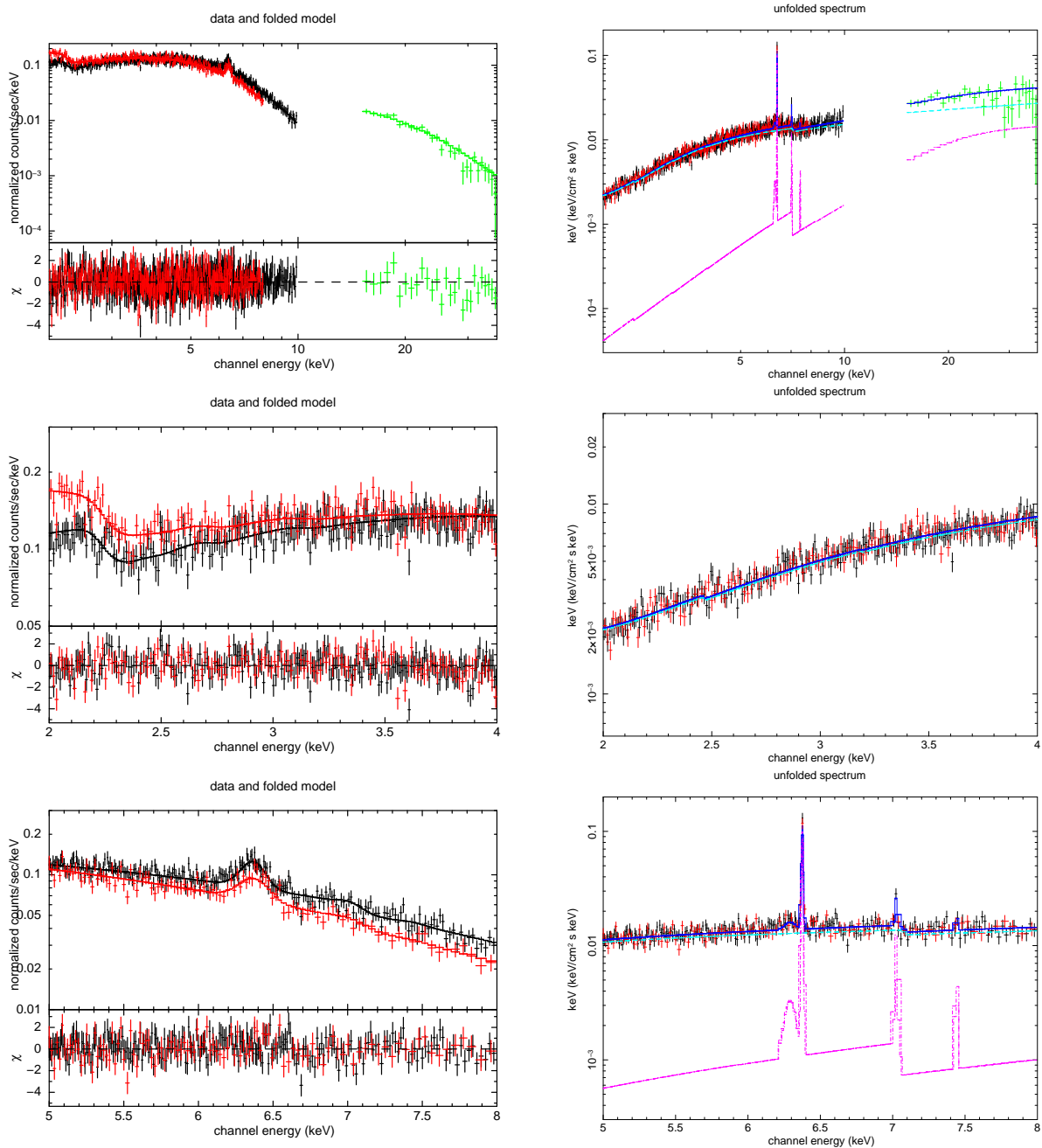


図 6.11: NGC3227 Obs3 での観測データを Base Model を用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。左列: 残差成分を併せて表示させたスペクトル、右列: モデル成分を表示させた νF_ν スペクトルを示しており、上段: 2-60 keV 帯域、中段: 2-4 keV 帯域、下段: 5-8 keV 帯域となっている。 νF_ν スペクトルでは、2-10 keV の黒色十字プロットが XIS-FI を示し、赤色十字プロットが XIS-BI を示す。また、10-60 keV の緑色十字プロットが PIN を示す。また、桃色が pexmon モデルを示し、水色が powerlaw、青色がその和となっている。

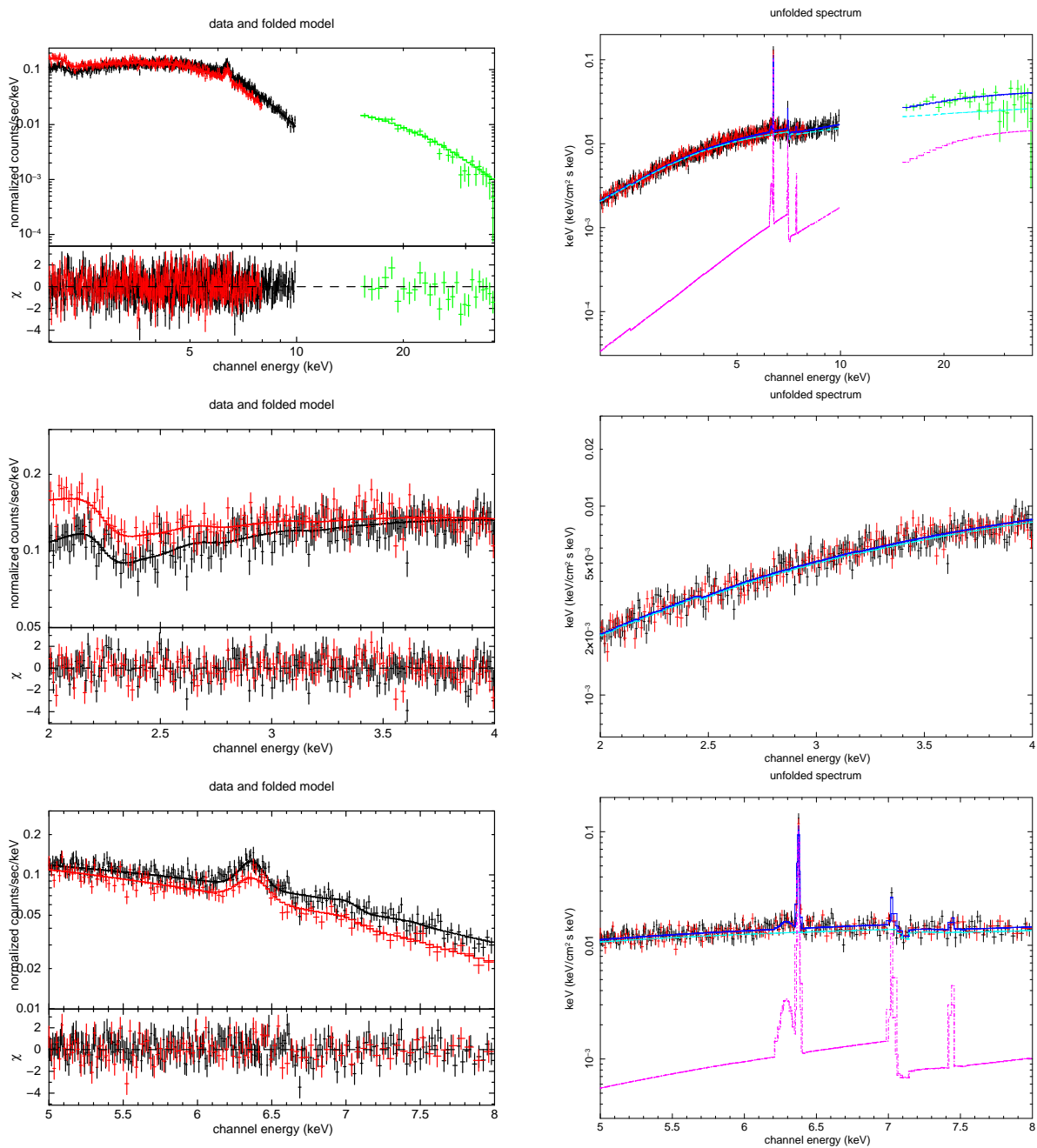


図 6.12: NGC3227 Obs3 での観測データを model C を用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。左列: 残差成分を併せて表示させたスペクトル、右列: モデル成分を表示させた νF_ν スペクトルを示しており、上段: 2-60 keV 帯域、中段: 2-4 keV 帯域、下段: 5-8 keV 帯域となっている。 νF_ν スペクトルでは、2-10 keV の黒色十字プロットが XIS-FI を示し、赤色十字プロットが XIS-BI を示す。また、10-60 keV の緑色十字プロットが PIN を示す。また、桃色が pexmon モデルを示し、水色が powerlaw、青色がその和となっている。

model name	parameter	Obs3: Base Model	Obs3: Model C
zpcfabs	N_H (10^{22}cm^{-2})	8.17 ± 0.27	5.93 ± 0.35
	Covering Fraction	0.813 ± 0.018	0.810 ± 0.020
powerlaw	Γ	1.726 ± 0.023	1.804 ± 0.032
	norm ($\times 10^{-3}$)	8.73 ± 0.50	10.64 ± 0.82
pexmon	rel _{refl}	-0.720 ± 0.047	-0.720 ± 0.047
xstar (Fe line)	$\log \xi$ (erg cm s^{-1})	-	$1.19^{+0.60}_{-0.22}$
	N_H (10^{22}cm^{-2})	-	$4.50^{+4.60}_{-0.40}$
$\chi^2/\text{d.o.f}$		958.4/970	930.6/975

norm : photons/cm²/s

表 6.11: NGC3227 Obs3 での Model C を用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータと Base Model フィットで得られたパラメータとの比較を示す。

NGC3227 Obs 4

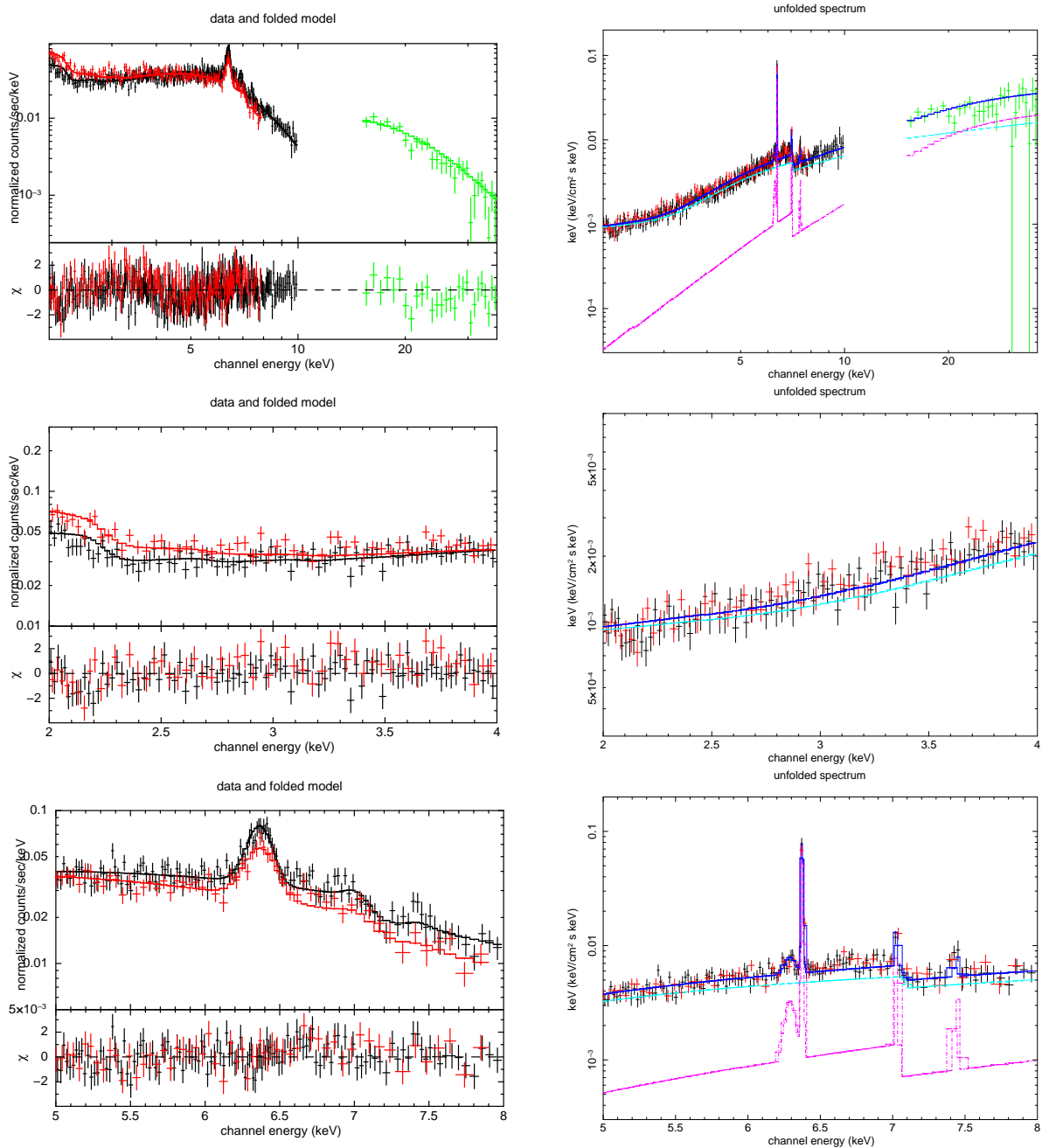


図 6.13: NGC3227 Obs4 での観測データを Base Model を用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。左列: 残差成分を併せて表示させたスペクトル、右列: モデル成分を表示させた νF_ν スペクトルを示しており、上段: 2-60 keV 帯域、中段: 2-4 keV 帯域、下段: 5-8 keV 帯域となっている。 νF_ν スペクトルでは、2-10 keV の黒色十字プロットが XIS-FI を示し、赤色十字プロットが XIS-BI を示す。また、10-60 keV の緑色十字プロットが PIN を示す。また、桃色が pexmon モデルを示し、水色が powerlaw、青色がその和となっている。

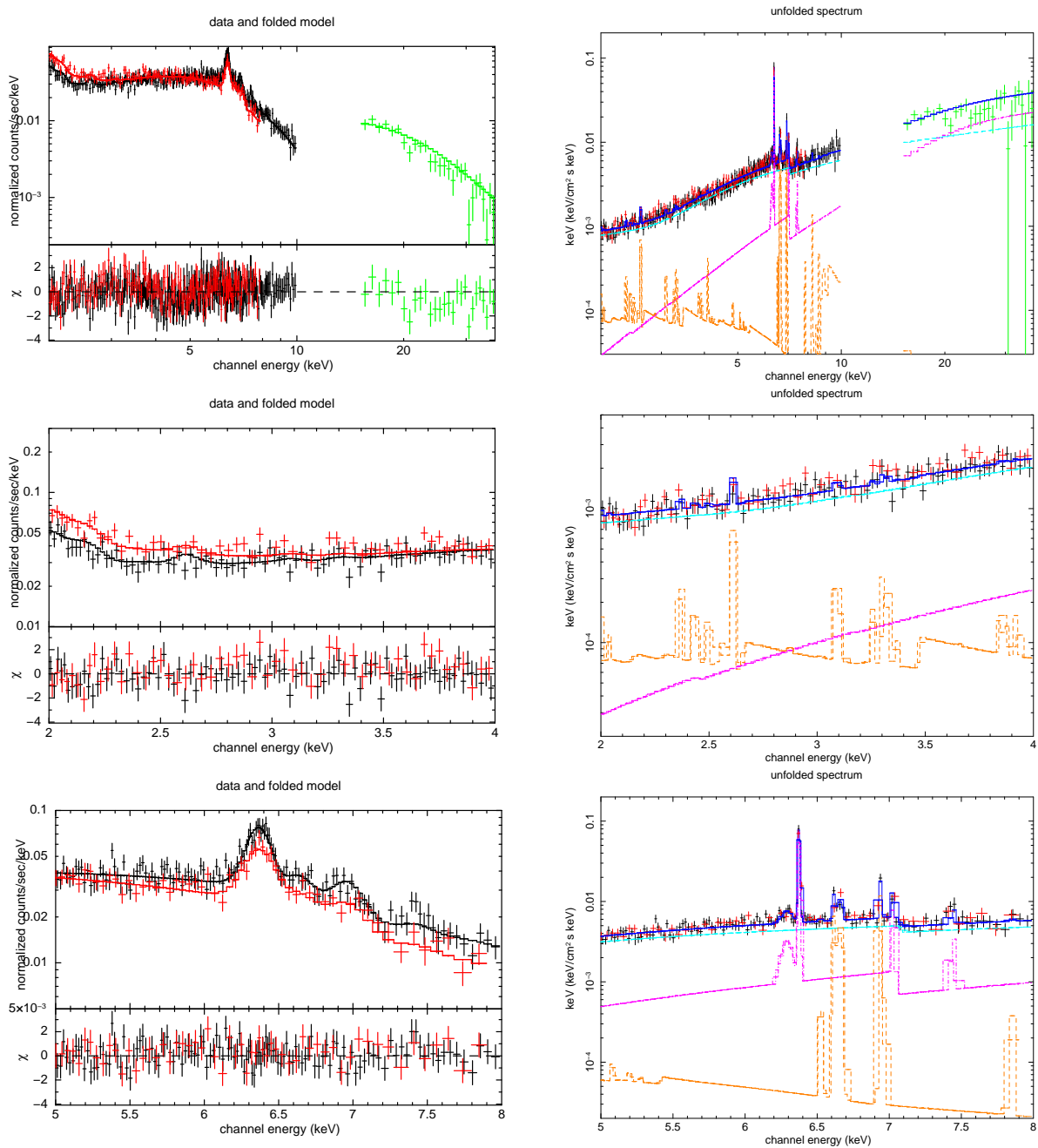


図 6.14: NGC3227 Obs4 での観測データを model E (S fix Fe free) を用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。左列: 残差成分を併せて表示させたスペクトル、右列: モデル成分を表示させた νF_ν スペクトルを示しており、上段: 2-10 keV 帯域、中段: 2-4 keV 帯域、下段: 5-8 keV 帯域となっている。 νF_ν スペクトルでは、2-10 keV の黒色十字プロットが XIS-FI を示し、赤色十字プロットが XIS-BI を示す。また、10-60 keV の緑色十字プロットが PIN を示す。また、桃色が pexmon モデルを示し、水色が powerlaw、橙色が電離反射体モデル、青色がその和となっている。

model name	parameter	Obs4: Base Model	Obs4: Model E
zpcfabs	N_H (10^{22}cm^{-2})	23.2 ± 1.1	18.5 ± 1.1
	Covering Fraction	0.758 ± 0.012	0.743 ± 0.013
powerlaw	Γ	1.556 ± 0.033	1.476 ± 0.033
	norm($\times 10^{-3}$)	2.82 ± 0.32	2.13 ± 0.25
pexmon	rel _{refl}	-1.55 ± 0.11	-1.72 ± 0.12
xstar (Fe line)	$\log \xi$ (erg cm s^{-1})	-	$4.85^{+0.09}_{-0.45}$
	N_H (10^{22}cm^{-2})	-	$12.7^{+4.5}_{-2.5}$
	norm ($\times 10^{-4}$)	-	4.4 ± 2.6
$\chi^2/\text{d.o.f}$		469.6/454	433.7/451

norm : photons/cm²/s

表 6.12: NGC3227 Obs4 での Model C を用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータと Base Model フィットで得られたパラメータとの比較を示す。なお、xstar で作成したモデルの赤方偏移 z は NGC3227 の場合は 0.00386 に固定している。

NGC3227 Obs 5

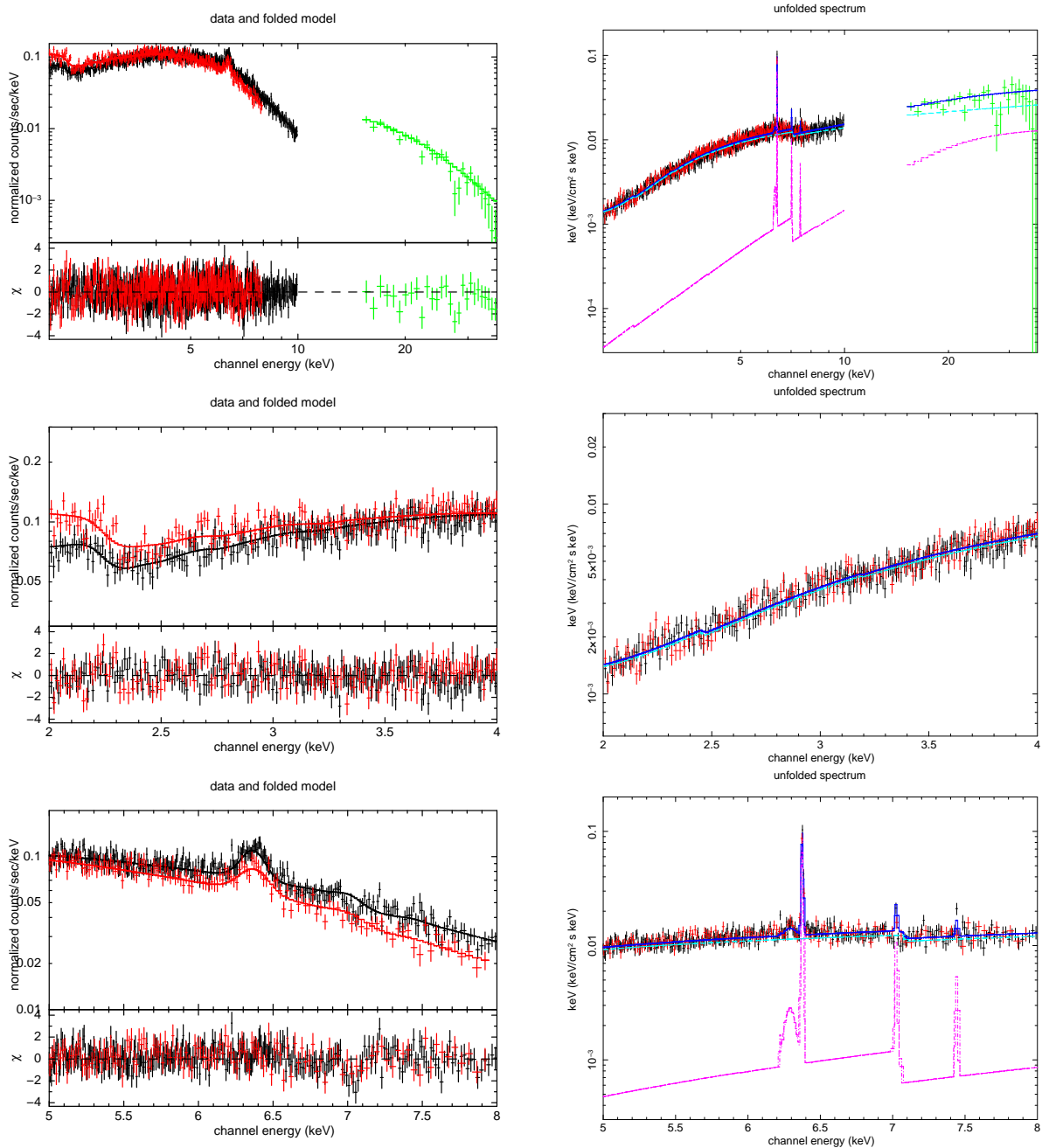


図 6.15: NGC3227 Obs5 での観測データを Base Model を用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。左列: 残差成分を併せて表示させたスペクトル、右列: モデル成分を表示させた νF_ν スペクトルを示しており、上段: 2-60 keV 帯域、中段: 2-4 keV 帯域、下段: 5-8 keV 帯域となっている。 νF_ν スペクトルでは、2-10 keV の黒色十字プロットが XIS-FI を示し、赤色十字プロットが XIS-BI を示す。また、10-60 keV の緑色十字プロットが PIN を示す。また、桃色が pexmon モデルを示し、水色が powerlaw、青色がその和となっている。

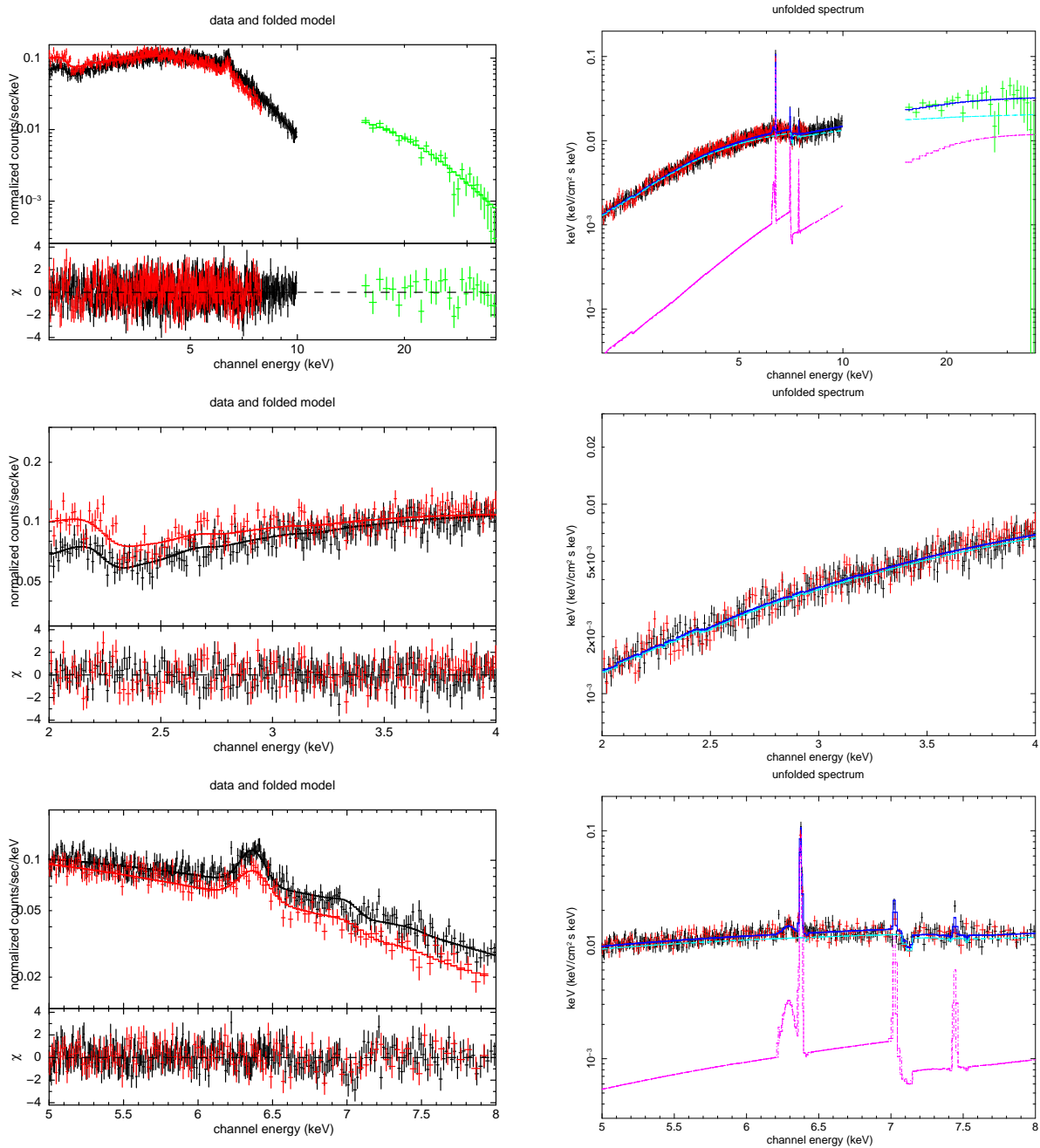


図 6.16: NGC3227 Obs5 での観測データを model C を用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。左列: 残差成分を併せて表示させたスペクトル、右列: モデル成分を表示させた νF_{ν} スペクトルを示しており、上段: 2-60 keV 帯域、中段: 2-4 keV 帯域、下段: 5-8 keV 帯域となっている。 νF_{ν} スペクトルでは、2-10 keV の黒色十字プロットが XIS-FI を示し、赤色十字プロットが XIS-BI を示す。また、10-60 keV の緑色十字プロットが PIN を示す。また、桃色が pexmon モデルを示し、水色が powerlaw、青色がその和となっている。

model name	parameter	Obs5: Base Model	Obs5: Model C
zpcfabs	N_H (10^{22}cm^{-2})	9.68 ± 0.25	6.89 ± 0.40
	Covering Fraction	0.863 ± 0.017	0.826 ± 0.018
powerlaw	Γ	1.703 ± 0.023	1.881 ± 0.026
	norm($\times 10^{-2}$)	7.71 ± 0.46	1.149 ± 0.068
pexmon	rel _{refl}	-0.664 ± 0.043	-0.830 ± 0.039
xstar	$\log \xi$ (erg cm s^{-1})	-	$1.59^{+0.20}_{-0.32}$
(Fe line)	N_H (10^{22}cm^{-2})	-	$8.4^{+2.4}_{-1.7}$
	$\chi^2/\text{d.o.f}$	1044.0/1089	1012.6/1087

norm : photons/cm²/s

表 6.13: NGC3227 Obs5 での Model C を用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータと Base Model フィットで得られたパラメータとの比較を示す。なお、xstar で作成したモデルの赤方偏移 z は NGC3227 の場合は 0.00386 に固定している。

NGC3227 Obs 6

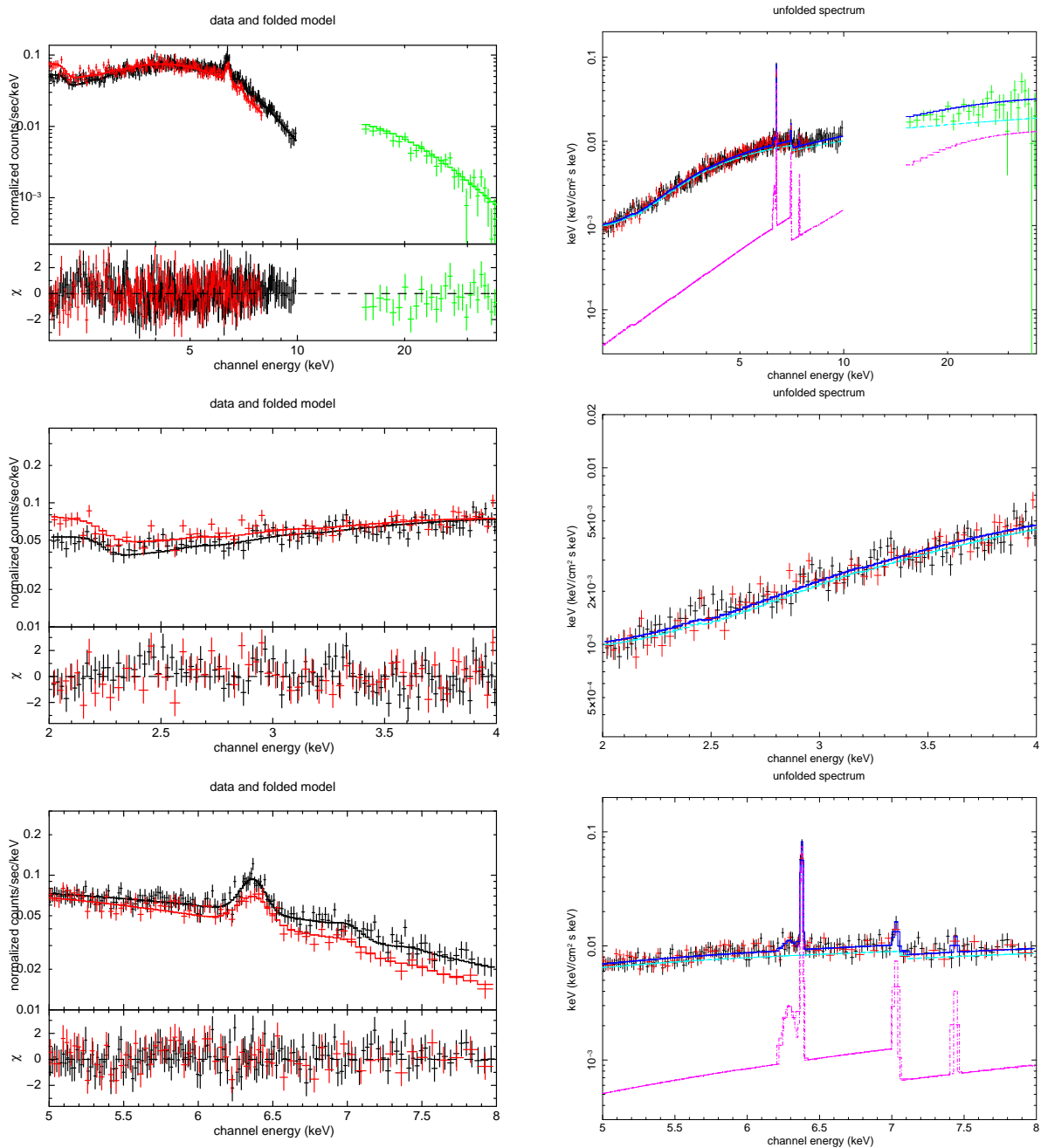


図 6.17: NGC3227 Obs6 での観測データを Base Model を用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。左列: 残差成分を併せて表示させたスペクトル、右列: モデル成分を表示させた νF_ν スペクトルを示しており、上段: 2-60 keV 帯域、中段: 2-4 keV 帯域、下段: 5-8 keV 帯域となっている。 νF_ν スペクトルでは、2-10 keV の黒色十字プロットが XIS-FI を示し、赤色十字プロットが XIS-BI を示す。また、10-60 keV の緑色十字プロットが PIN を示す。また、桃色が pexmon モデルを示し、水色が powerlaw、青色がその和となっている。

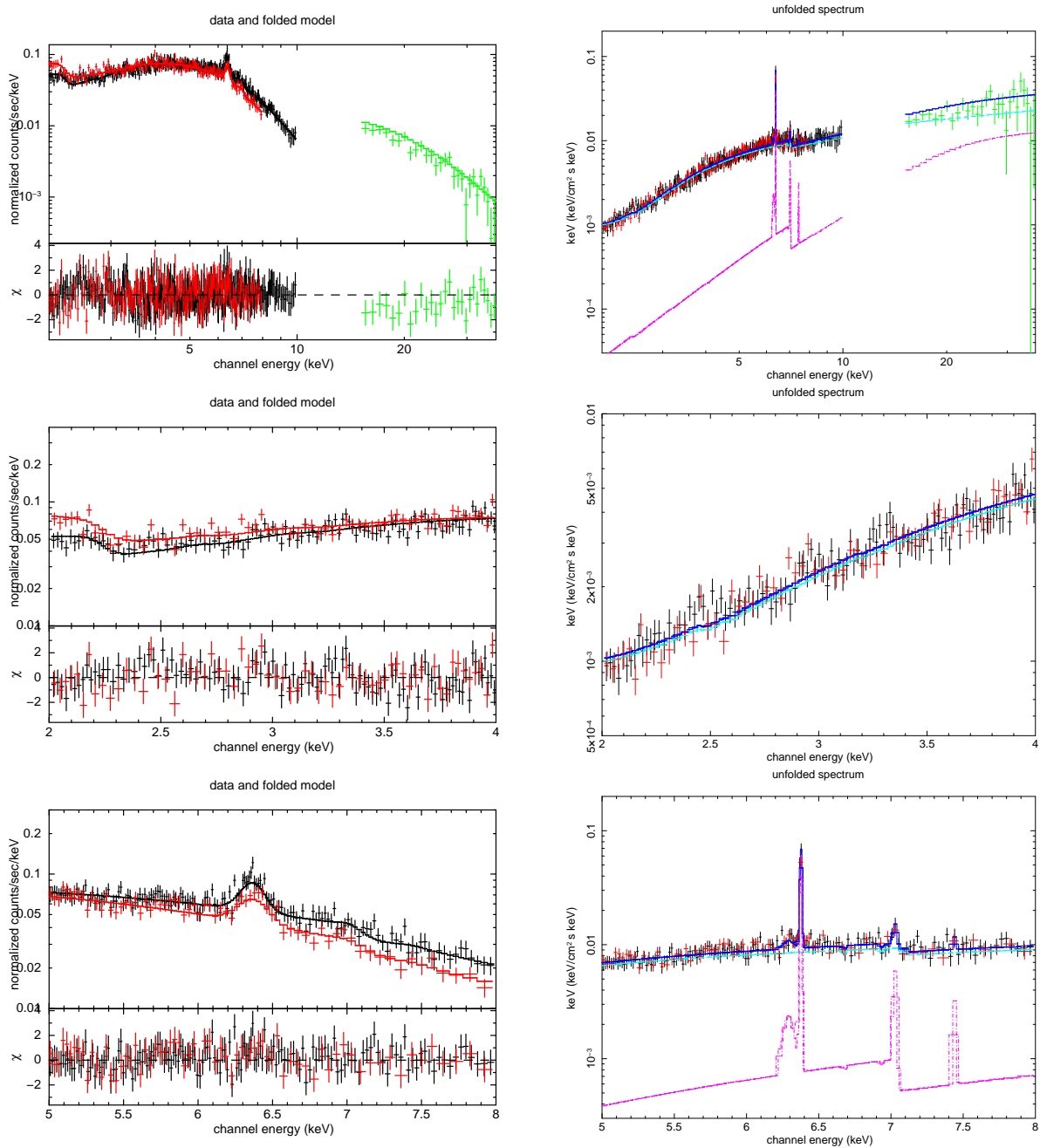


図 6.18: NGC3227 Obs6 での観測データを model C を用いてフィットしたスペクトルを各帯域ごとに示す。左列: 残差成分を併せて表示させたスペクトル、右列: モデル成分を表示させた νF_ν スペクトルを示しており、上段: 2-60 keV 帯域、中段: 2-4 keV 帯域、下段: 5-8 keV 帯域となっている。 νF_ν スペクトルでは、2-10 keV の黒色十字プロットが XIS-FI を示し、赤色十字プロットが XIS-BI を示す。また、10-60 keV の緑色十字プロットが PIN を示す。また、桃色が pexmon モデルを示し、水色が powerlaw、青色がその和となっている。

model name	parameter	Obs6: Base Model	Obs6: Model C
zpcfabs	N_H (10^{22}cm^{-2})	12.14 ± 0.40	11.75 ± 0.40
	Covering Fraction	0.866 ± 0.021	0.852 ± 0.024
powerlaw	Γ	1.720 ± 0.032	1.623 ± 0.031
	norm($\times 10^{-3}$)	6.00 ± 0.52	5.14 ± 0.49
pexmon	rel _{ref}	-0.940 ± 0.050	-0.715 ± 0.060
xstar (Fe line)	$\log \xi$ (erg cm s^{-1})	-	$4.7_{-1.3}(LL)$
	N_H (10^{22}cm^{-2})	-	$1.6^{+9.4}(UL)$
	$\chi^2/\text{d.o.f}$	496.3/560	515.2/558

norm : photons/cm²/s

表 6.14: NGC3227 Obs6 での Model C を用いたスペクトルフィットにより得られた各パラメータと Base Model フィットで得られたパラメータとの比較を示す。なお、xstar で作成したモデルの赤方偏移 z は NGC3227 の場合は 0.00386 に固定している。また、UL は上限値を示し、LL は下限値を示している。

第7章 まとめ

本研究では、AGN 周辺での高い電離状態が実現されている領域の調査を行うべく、中心核からの放射が観測しやすい Seyfert 銀河を対象に周辺物質の物理状態について調査を行った。

特に、中心核近傍で光電離されることによって放射がなされる水素様・ヘリウム様鉄・硫黄ラインを対象に、これらをライン周辺の狭い帯域に絞ってフィッティングを行い、等価幅を導出することによって、電離物質の物理状態の調査を行った。

その結果、図 6.6 に見られるように、NGC3227 の電離鉄ラインは大きな変動が観測された。直接成分が明るい 1 観測目では、深い吸収線を形成し、その後減光するにしたがって、吸収線が弱くなっていった。これらから、電離物質は 1 観測以内に中心からの強い放射が電離物質に届いたことを示唆しており、下限値としておよそ 7 光日の大きさをもつ電離体の存在を考えることができる。

また光度が最も低い 4 観測目の電離鉄ラインでは、輝線が顕著に観測されている。これは、視線方向の物質は何らかの光学的に厚い物質に隠されてしまい、視野外からの輝線放射が卓越した結果である、と解釈できる。

電離硫黄ラインについては、エラーの範囲で変動が起こっているとはいい難く今回の観測では目立った変動を発見することはできなかった。

一方で、本研究では、光電離シミュレータ 'XSTAR' を用いることによって解析天体に応じた Growth Curve をシミュレートし、より詳細な柱密度、電離パラメータを導出することに成功した。

結果として、電離鉄ラインから導出される電離パラメータは視線方向上に存在する吸収体からの放射を仮定した場合は、3.4~3.6 でほとんど一定であり、柱密度に関しては上限値等含むものも多く、断定はできないが、およそ $N_H = 10^{21-22} \text{cm}^{-2}$ ほどの値が推定できることがわかった。NGC3227 の 4 観測目で輝線が顕著に観測される場合でも、およそ 3.4 程度の電離パラメータを持ち、これらの変動はないことが伺える。

一方、電離硫黄ラインから導出される電離パラメータなどは電離ラインが微弱なために、ラインフィッティングが難しく、上限値などが多く求まってしまい、 $\log \xi$ や変動の様子を捉えるのは難しい。

更に、以上から求めた電離吸収体・反射体モデルを XSTRA で作成したモデルを用いて、Base Model に付加させてフィッティングを行った結果は、 χ^2 の改善はみられたが電離モデルの挿入前後で各フィットパラメータについては、大きな変化は確認されなかつ、電離吸収体・反射体が XIS-PIN バンド (2-60keV) という広い帯域について与える影響はごく小さいものであることがわかった。

2015 年に打ち上げが予定されている時期 X 線天文衛星「ASTRO-H」に搭載される、X 線マイクロカロリメータ「SXS」(0.3-12.0 keV) では、その優れたエネルギー分解能 (7 eV FWHM@6 keV) により、これらの電離ラインの詳細な構造の解明が期待される。すざくで軟 X 線領域の観測を担っている XIS では複数のライン成分が検出器のエネルギー分解能に埋もれて、複数のラインが一つのラインとして観測されていたことも考えられるが、SXS を用いてラインを分解することができれば、より正確な強度の推定が可能となり、本論文でも導出した柱密度や電離パラメータへの制限がより厳しくできるだろう。

また、本論文ではライン構造が弱いために、解析上として運動速度幅を 0km/s とおいていたが、SXS でのエネルギー分解能で観測が行われれば、電離ラインの速度幅を高い精度で観測すること

ができ、電離物質の運動速度の証拠を探る上で速度まで直接的に測定できる。

さらに、「すざく」を上回る過去最高の硬 X 線検出器での同時観測も行うことができ、本論文では相関がないと結論づけられた、電離吸収が他の放射性分に及ぼす影響の研究についても、有効な観測衛星であるといえ、その打ち上げが心待ちにされる。

付録A appendix

A.1 NGC3227の Model A, Model B での fitting 結果

Fitting Band	Model	Parameter	Obs 1	Obs 2	Obs 3	Obs 4	Obs 5	Obs 6
2-4keV Fitting (Model A)	powerlaw	Γ	1.095 \pm 0.017	0.373 \pm 0.042	-0.003 \pm 0.03	0.599 \pm 0.056	-0.383 \pm 0.031	-0.323 \pm 0.052
		norm ($\times 10^{-3}$)	4.11 \pm 0.11	0.456 \pm 0.043	0.546 \pm 0.035	0.314 \pm 0.038	0.261 \pm 0.018	0.181 \pm 0.022
	zgauss(S xv K α)	norm ($\times 10^{-6}$)	-10.4 \pm 3.3	-1.4 \pm 1.8	0.5 \pm 2.2	-0.3 \pm 1.4	-4.5 \pm 1.5	1.6 \pm 1.7
	zgauss(S xxvi K α)	norm ($\times 10^{-6}$)	-2.4 \pm 3.1	-1.65 \pm 1.7	-2.3 \pm 2.0	-2.2 \pm 1.2	-1.7 \pm 1.5	-1.9 \pm 1.6
	reduced χ^2 (d.o.f)	1.176(421)	0.915(207)	1.014(362)	1.027(143)	0.967(367)	1.022(171)	
5.5-7keV Fitting (Model B)	powerlaw	Γ	1.741 \pm 0.058	0.996 \pm 0.086	1.188 \pm 0.069	0.81 \pm 0.12	1.197 \pm 0.062	1.058 \pm 0.086
		norm ($\times 10^{-3}$)	1.15 \pm 0.11	0.160 \pm 0.041	0.309 \pm 0.056	0.058 \pm 0.023	0.277 \pm 0.046	0.168 \pm 0.045
	zgauss(Fe-K α)	Line E (keV)	6.3809 \pm 0.0056	6.4033 \pm 0.0056	6.3909 \pm 0.0065	6.3977 \pm 0.0048	6.3954 \pm 0.0057	6.4000 \pm 0.0073
		norm ($\times 10^{-6}$)	3.61 \pm 0.38	5.03 \pm 0.51	4.67 \pm 0.53	4.50 \pm 0.38	4.24 \pm 0.42	4.12 \pm 0.49
	zgauss(Fe xxv K α)	norm ($\times 10^{-6}$)	-8.1 \pm 2.3	2.2 \pm 2.1	-3.3 \pm 2.1	9.2 \pm 1.6	-0.4 \pm 1.7	-0.5 \pm 2.0
	zgauss(Fe xxvi K α)	norm ($\times 10^{-6}$)	-9.2 \pm 2.5	1.9 \pm 2.2	-4.5 \pm 2.3	5.1 \pm 1.7	-5.7 \pm 1.8	0.2 \pm 2.1
	reduced χ^2 (d.o.f)	1.121(227)	1.051(233)	1.013(308)	0.994(165)	0.916(385)	0.927(199)	

norm : photons/cm²/s

表 A.1: NGC3227 全観測の電離ライン周辺において、Model A(2-4 keV)、Model B(5-7.5 keV) による fitting で得られたパラメータ

謝辞

本論文を進めるにあたって、解析や論文添削などのご指導を指導教官である深沢先生に丁寧にご指導いただきました。この3年間、ご迷惑をおかけしたことも多々ありましたが、貴重な経験を積ませてもらったことを非常に感謝しております。また、大杉先生をはじめ、吉田先生、川端先生、水野先生、植村先生、秋田谷先生、ひろたかさん、大野さんにはセミナーやコロキウム、発表練習などの際に貴重なご意見・ご指摘をいただきました。思えば、刺激的に研究室生活を送ってこれたのもスタッフの方々のご尽力によるものだと思っています。本当にありがとうございました。

修論発表前夜に、発表練習に付き合ってくれた山中さん、上原さん、西野さんもどうもありがとうございました。今思えば、非常に豪華な面子に見てもらえ(時給換算いくらなんだろう) & 鋭い質問も多数頂き、緊張感をもって練習することができました。夜遅くまで本当にありがとうございました。特に西野さんには、解釈の議論についても熱心に付き合ってくださいました。思えば4年生の頃からすざく解析や実験するにあたっての身近な先生でした。ありがとうございました。

また「すざく」のセイファート銀河に携わっている仲間として、平木さん、林君にも、多いに助けられました。平木さんには解析のヒントや相談など、林君にはモデル作り(あの方法は結局使わなかったけれど)と、これまた相談にのって頂きました。ありがとうございました。また、OBの白井さんにも研究室に遊びに来られた際に、xstarを少々教わった気がします。また白井さんの過去コロキウム資料はかなり参考にしました。ありがとうございました。

3年間、笑いの絶えない小部屋の一員として過ごさせてもらえたことにも深く感謝しています。3年間を共に過ごした上原さん、米谷を始め、水野さん、大野さん、おさむさん、山中さん、けつさん、平木さん、松岡さん、本田さん、佐田さん、チュンチュン、宇井くん、後藤くん、石田、まゆみちゃん、木村くん、高木、上野、田辺、皆様ひとりひとりに温かく接して頂き、とても楽しかったです。また同期の米谷、チュンチュン、おっくん、山崎さん、原尾、高野、また大部屋、お茶部屋の皆様にも非常にお世話になりました。ありがとうございました。

参考文献

- [1] Gofford et al, 2011, MNRAS, 414, 3307G
- [2] 土橋 史典 愛媛大学 修士論文 2009
- [3] Reeves et al, 2003, ApJ, 593L, 65R
- [4] <http://www.heal.phy.saitama-u.ac.jp/tashiro/presentations/TMUlectureAGN/agn.pdf>
埼玉大学理学部 田代信 氏, 2003, 集中講義資料「活動銀河核」
- [5] <http://www.astr.ua.edu/keel/agn/spectra.html>
- [6] http://www.hep.konan-u.ac.jp/research/AugerJapan/PRagnJapan/about_AGN_J.html
- [7] Antonucci et al, 1993, ARA&A, 31, 473
- [8] シリーズ現代の天文学 4 銀河 I -銀河と宇宙の階層構造- 谷口義明 氏, 岡村 定矩 氏, 祖父江義明 氏 編
- [9] http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_science/x-ray-symposium/221247_acf_agn.pdf
A.C.Fabian, 2005, The X-ray Universe 2005 Symposium
- [10] 水野 基裕 広島大学 卒業論文 2009
- [11] 高感度硬X線望遠鏡で切り拓く天体物理 (Astro-E Hard X-ray Working Group)
- [12] Magdziarz et al, 1998, MNRAS, 301, 179M
- [13] Mineshige et al, 2000, PASJ, 52, 499M
- [14] Shakura & Sunyaev, 1973, A&A, 24, 337S
- [15] Miller et al, 2002, cxo, prop, 1354M
- [16] Perola & Matt et al, 2002, A&A, 389, 802
- [17] Risaliti et al, 2002, A&A, 386, 379
- [18] Dadina.M, 2008, A&A, 485, 417D
- [19] Shu, X.W. et al, 2011, ApJ, 738, 147S
- [20] Shirai et al, 2008, PASJ, 60S, 263S
- [21] Halpern,J.P., 1984, ApJ, 281, 90H
- [22] Magdziarz&Zdziarski, 1995, MNRAS, 273, 837
- [23] Tarter et al, 1969, ApJ, 156, 943
- [24] Reynolds, C 1997 ASPC, 128, 173R
- [25] Kaastra et al, 2000, A&A, 354, 83
- [26] Dadina et al, 2003, A&A, 461, 1209
- [27] Ueda et al, 1999, ApJ, 492, 782
- [28] 白井 裕久 広島大学 修士論文 2009
- [29] Risaliti et al, 2005, ApJ, 630L, 129R
- [30] Pounds et al, 2003, MNRAS, 346, 1025
- [31] Kotani et al, 2000, ApJ, 539, 413K

- [32] Bianchi et al, 2005, MNRAS, 357, 599B
- [33] Anders & Grevesse, 1989, GeCoA, 53, 197A
- [34] <http://xdb.lbl.gov/xdb-new.pdf>
Albert Thompson et al, 2009
- [35] Kallman & McCray, 1982, ApJS, 50, 263K
- [36] <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/xstar/docs/html/xstarmanual.html>
T.R. Kallman, XSTAR Online Documentation
- [37] Larmer et al 2003, MNRAS, 342L, 41L
- [38] Krongold et al, 2010, ApJ, 710, 360K
- [39] Andrade Velazques et al, 2010, ApJ, 711, 888A
- [40] Reeves et al, 2004, ApJ, 602, 648R
- [41] Turner et al, 2011, ApJ, 733, 48T
- [42] Iwasawa et al, 2004, MNRAS, 355, 1073I
- [43] <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/xstar/xstar.html>
- [44] 「すざく」ファーストステップガイド第 4.0.3 版, 2009, 「すざく」ヘルプデスク
- [45] 科学衛星 Astro-E2 実験計画書 第二分冊, 2005, 宇宙航空研究開発機構 (JAXA)
- [46] <http://www.darts.isas.jaxa.jp/astro/suzaku/public.seq.html>
Data Archives and Transmission System;DARTS
- [47] <http://nedwww.ipac.caltech.edu/>
NASA/IPAC Extragalactic Database;NED
- [48] 山崎 智紀 広島大学 修士論文 2008
- [49] <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/rosat/gallery/display/saa.html>
NASA ROSAT
- [50] S. Watanabe et al. JX-ISAS-SUZAKU-MEMO-2007-01
- [51] <http://www.astro.isas.ac.jp/suzaku/analysis/hxd/pinnxb/quick/>
ISAS/JAXA, HXD-PIN Background (quick) and Response for V2.x Data
- [52] 笹田 真人 広島大学 卒業論文 2007
- [53] Boldt, 1987, IAUS, 124, 611B
- [54] http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/analysis/pin_cxb.html
NASA, 2008, Cosmic X-ray Background in HXD/PIN Data
- [55] Nandra et al, 2007, MNRAS, 382L, 1N
- [56] George and Fabian, 1991, MNRAS, 249, 352G
- [57] Matt et al, 2002, MNRAS, 337, 147M
- [58] Dickey & Lockman, 1990, ARA&A, 28, 215
- [59] Krolik, 1987, ApJ, 320L, 5K
- [60] Kallman et al, 2004, ApJ, 155, 675K
- [61] George & Fabian, 1991, LNP, 385, 196
- [62] Risaliti et al, 2009, ApJ, 705, 1
- [63] 本田 光介 広島大学 修士論文 2011
- [64] 上原 悠人 東京大学 修士論文 2009
- [65] 広津 敏尚 東京工業大学 修士論文 2008
- [66] 大野 雅功 広島大学 修士論文 2004