

修士論文 2023年度（令和5年度）

降着型パルサーにおける
軟X線超過と低電離鉄輝線の
系統的なスペクトル解析

京都大学大学院 理学研究科 物理学・宇宙物理学専攻
物理学第二教室 宇宙線研究室

永井 悠太郎

nagai.yuutarou.25r@st.kyoto-u.ac.jp

2024年1月

Abstract

近接連星では進化の過程で星風などにより質量輸送が生じる。この仕組みの解明は重力波イベントを起こす連星への進化の理解にも関わり、重要性は増している。ここで、降着型パルサーはこれを調べるのに適した天体である。この天体では星風やロッシュローブオーバーフローにより中性子星が質量降着を受け、X線で明るく輝くため、スペクトルや光度曲線からは質量降着や輸送に関する情報を得ることができる。例えば、多くの降着型パルサーで観測される低電離の鉄K輝線 (~ 6.4 keV) からは、輝線の広がりや中心エネルギーを用いて放射場所の運動速度や温度、電離状態などを推定でき、降着機構の解明に対する強力な診断ツールとなる。これに加えて、いくつかのパルサーでは、温度 0.1 keV ほどの黒体放射で近似できる軟 X 線超過が存在することが知られている。しかし、2000 年代に ASCA 衛星などを用いた研究 (Hickox et al. 2004) が行われて以降は、この成分の系統的な研究は行われておらず、その起源は決着がつかない。この低電離の鉄輝線と軟 X 線超過の 2 つの放射成分は、星風による成分を別にすれば、パルサーの磁極付近にある降着円筒からの強力な X 線がその周辺環境を照らした再放射というのが、一つの有力な仮説である。しかし、放射場所には複数の候補があり、パルサー近くのパルサー降着円盤の内縁や、降着流といったアルファベータ球の付近、パルサーから遠方の星風の寄与も考えられ、これまでに統一的な描像は確立していない。

そこで本研究では、鉄輝線と軟 X 線超過の放射場所や放射機構を調べるため、複数の降着型パルサーで両成分の比較研究を系統的に行った。2017 年に国際宇宙ステーション (ISS) に搭載された X 線望遠鏡 NICER は、約 1.5 keV で史上最大の有効面積 (1900 cm^2) を持ち、軟 X 線超過の検出に最適な観測装置となる。また、6 keV で CCD カメラと同程度のエネルギー分解能 (~ 130 eV) をもつため、低電離の鉄 K 輝線の観測にも十分な成果を期待できる。さらに、X 線衛星 Suzaku および XMM-Newton も加え、37 天体の降着型パルサーのアーカイブデータから広帯域 X 線スペクトルを系統的に解析した。このスペクトル解析から、星間吸収の小さな 19 天体で軟 X 線超過を検出でき、23 天体から鉄輝線を検出できた。そして、10 天体で両成分が検出できた。軟 X 線超過のスペクトルは黒体放射でよく近似でき、球対称な放射を仮定すると、その半径を推定できる。鉄輝線は有意な広がりを持つ天体も多いことから、輝線幅を降着円盤のケプラー回転によるドップラー広がりとして解釈した場合に、中心天体からの距離を算出できる。この軟 X 線超過の半径と、ドップラー回転地点の半径を比較すると、ロッシュローブオーバーフローで円盤が形成されるタイプの多くの天体では、両成分が中心天体から同一の距離から放射されていると考えて矛盾ない結果が得られた。一方で、星風降着によって質量輸送が行われる天体では鉄輝線が軟 X 線超過に比べて非常に離れた星風などで放射されているという描像に合致する。2023 年に打ち上がった精密 X 線分光衛星 XRISM は鉄 K 輝線のスペクトル分光で過去最高性能を実現でき、本研究を発展させ、さらに詳細な結果が得られると期待される。

目次

第1章	序論	1
第2章	中性子星の種族と近接連星	3
2.1	中性子星の種族	3
2.1.1	回転駆動型パルサー	3
2.1.2	降着駆動型パルサー	4
2.1.3	磁気駆動型パルサー	4
2.2	近接連星での質量輸送	4
2.2.1	星風降着	8
2.2.2	ロッシュローブオーバーフロー	8
2.2.3	円盤降着	8
2.2.4	磁気圏降着	8
2.3	降着駆動型 X 線パルサーの分類と連星進化	9
2.3.1	大質量 X 線連星パルサー	9
2.3.2	中性子星を含む小質量 X 線連星	11
2.3.3	マゼラン雲と降着型パルサー	12
第3章	降着型パルサーの X 線放射機構	13
3.1	X 線放射の機構	13
3.1.1	降着円筒からの連続放射	15
3.1.2	輝線放射	16
3.1.3	軟 X 線超過	17
3.2	本論文が着目する未解決問題	17
第4章	解析に用いた装置と解析データ	21
4.1	観測装置	21
4.1.1	NICER 望遠鏡	21
4.1.2	Suzaku 衛星	26
4.1.3	XMM-Newton 衛星	28
4.2	解析のターゲット天体の選定	29

4.3	解析に用いたデータとデータ処理	32
4.3.1	NICER の XTI データの処理	32
4.3.2	Suzaku の XIS データの処理	32
4.3.3	XMM-Newton の MOS データの処理	32
第 5 章	X 線スペクトル解析	35
5.1	概要	35
5.2	フィッティングモデル	36
5.3	解析の結果	37
5.3.1	Her X-1	37
5.3.2	SMC X-1	42
5.3.3	Vela X-1	45
5.4	解析のまとめ	47
第 6 章	議論と解釈	55
6.1	軟 X 線超過と低電離の鉄輝線に対する星間吸収の影響	55
6.2	低電離の鉄輝線の中心エネルギー	57
6.3	放射場所の検討	60
6.3.1	鉄輝線の放射場所	60
6.3.2	軟 X 線超過の放射場所	64
6.3.3	低電離の鉄輝線と軟 X 線超過の比較	71
6.4	解釈のまとめ	73
第 7 章	まとめと今後	75
	謝辞	77
	参考文献	78
付 録 A	解析天体のスペクトルの一覧	85
A.1	MW の天体	85
A.2	LMC の天体	96
A.3	SMC の天体	97

目 次

2.1	公転軌道面におけるロッシュモデルの等ポテンシャル面	6
2.2	近接連星のコパールによる分類	7
2.3	$\frac{r_1}{A}$ の質量比 q 依存性	8
2.4	降着型パルサーへの質量降着	11
3.1	各スケールで見た降着型パルサーの模式図	14
3.2	降着型パルサー SMC X-1 の X 線スペクトル	14
3.3	降着型パルサー SMC X-1 の $\nu F(\nu)$	15
3.4	降着円筒での X 線放射の仕組み	16
3.5	鉄輝線の電離度と中心エネルギー	17
3.6	降着型 X 線パルサー Cen X-3 の食	19
4.1	NICER の外観	22
4.2	X 線検出器の有効面積の比較	23
4.3	NICER の構造	24
4.4	XTI 検出器のレイアウト	24
4.5	NICER の有効面積に見られる吸収端構造	25
4.6	Suzaku の外観	26
4.7	Suzaku の概観	26
4.8	Suzaku の有効面積	27
4.9	表面照射型 CCD と裏面照射型 CCD の断面図	28
4.10	Newton 衛星の構造	28
4.11	Newton 衛星の反射鏡の構造と入射光の光路	29
4.12	本研究で解析した天体	30
5.1	Her X-1 の 0.3–10 keV の X 線スペクトル (高階電離の鉄 K 輝線と鉄 L 輝線 として 2 つのガウス関数を加えた場合)	39
5.2	Her X-1 の鉄輝線まわり (3–8 keV) の X 線スペクトル (高階電離の鉄 K 輝 線と鉄 L 輝線として 2 つのガウス関数を加えた場合)	39
5.3	Her X-1 の X 線スペクトル (高階電離の鉄 K 輝線と鉄 L 輝線, 低電離の鉄 輝線として 3 つのガウス関数を加えた場合)	40

5.4	Her X-1 のフィット結果 (高階電離の鉄 K 輝線と鉄 L 輝線, 低電離の鉄輝線として3つのガウス関数を加えた場合) の $\nu F(\nu)$	40
5.5	LMC X-4 の鉄輝線まわり (3–8 keV) の X 線スペクトル	41
5.6	SMC X-1 の X 線スペクトル	43
5.7	SMC X-1 の鉄輝線まわり (3–8 keV) の X 線スペクトル	44
5.8	SMC X-1 のフィット結果の $\nu F(\nu)$	44
5.9	Vela X-1 の X 線スペクトル	46
5.10	降着型パルサーのスペクトルと星間吸収	48
5.11	軟 X 線超過の黒体放射温度のヒストグラム	48
5.12	連続成分のフラックスのヒストグラム	48
5.13	軟 X 線超過の黒体放射温度のヒストグラム	49
5.14	低電離鉄輝線のフラックスのヒストグラム	49
6.1	降着円筒からの連続成分と軟 X 線超過それぞれの吸収を補正した X 線光度と星間吸収の吸収量の比較	56
6.2	星間吸収の吸収量と低電離の鉄輝線の等価幅の比較	57
6.3	低電離の鉄輝線の中心エネルギーと電離度	58
6.4	光電離パラメータと鉄輝線のイオンフラクション	59
6.5	低電離の鉄輝線の幅 σ (横軸) と輝線の中心値から決まる光電離パラメータの制限による下限密度 n_c (縦軸) の比較	60
6.6	磁気圏半径に対する推定された鉄輝線の半径比と鉄輝線の光度の比較	64
6.7	軟 X 線超過の放射場所の候補	65
6.8	軟 X 線超過の放射の模式図	66
6.9	標準円盤を仮定した場合の降着円盤の温度の距離依存性	67
6.10	標準円盤を仮定した場合の円盤温度の極大値と軟 X 線超過の温度の比較	67
6.11	標準円盤の光度と軟 X 線超過の光度の比較	68
6.12	軟 X 線超過の再放射についての概念図	69
6.13	磁気圏半径での再放射の温度と軟 X 線超過の温度の比較	70
6.14	磁気圏半径で規格化した軟 X 線超過の半径と軟 X 線超過の温度の比較	71
6.15	軟 X 線超過と鉄輝線の放射場所をパルサー中心からの距離として表した図	73
7.1	本研究で得られた低電離の鉄輝線と軟 X 線超過の放射場所	76

A.1 Cen X-3 の X 線スペクトル	85
A.2 Swift J0243.6+6124 の X 線スペクトル	86
A.3 Swift J1626.6-5156 の X 線スペクトル	86
A.4 KS 1947+300 の X 線スペクトル	87
A.5 XTE J1946+274 の X 線スペクトル	87
A.6 OAO 1657-415 の X 線スペクトル	88
A.7 EXO 2030+375 の X 線スペクトル	88
A.8 GRO J1008-57 の X 線スペクトル	89
A.9 1A 0535+262 の X 線スペクトル	89
A.10 LS V+44 17 の X 線スペクトル	90
A.11 GX 304-1 の X 線スペクトル	90
A.12 4U 2206+54 の X 線スペクトル	91
A.13 1A 1118-61 の X 線スペクトル	91
A.14 4U 1907+09 の X 線スペクトル	92
A.15 4U 1538-522 の X 線スペクトル	92
A.16 GX 301-2 の X 線スペクトル	93
A.17 4U 0352+30 の X 線スペクトル	93
A.18 4U 0114+65 の X 線スペクトル	94
A.19 4U 1626-67 の X 線スペクトル	94
A.20 4U 1822-371 の X 線スペクトル	95
A.21 GX 1+4 の X 線スペクトル	95
A.22 1A 0535-668 の X 線スペクトル	96
A.23 LMC X-4 の X 線スペクトル	96
A.24 RX J0529.8-6556 の X 線スペクトル	97
A.25 SXP 2.16 の X 線スペクトル	97
A.26 SMC X-2 の X 線スペクトル	98
A.27 SXP 2.76 の X 線スペクトル	98
A.28 SXP 4.78 の X 線スペクトル	99
A.29 SXP 5.05 の X 線スペクトル	99
A.30 SXP 6.85 の X 線スペクトル	100
A.31 SMC X-3 の X 線スペクトル	100

A.32 SXP 11.6 の X 線スペクトル	101
A.33 SXP 59.0 の X 線スペクトル	101
A.34 SXP 1062 の X 線スペクトル	102

表 目 次

2.1	銀河系と大小マゼラン雲の比較	12
4.1	X線検出器の性能比較	25
4.2	解析した天体の基本情報	31
4.3	本解析に使用したデータと鉄輝線と軟X線超過の検出の有無	33
5.1	Her X-1のフィット結果	41
5.2	SMC X-1のフィット結果	45
5.3	Vela X-1のフィット結果	46
5.4	星間吸収のベストフィットパラメータ	50
5.5	連続成分のベストフィットパラメータ	51
5.6	軟X線超過のベストフィットパラメータ	52
5.7	低電離の鉄輝線のベストフィットパラメータ	53
5.8	高階電離した鉄輝線のベストフィットパラメータ	53

第 1 章

序論

太陽系外の X 線源として初めて発見されたのは X 線連星 Sco X-1 である。このような天体は、コンパクト天体への質量降着による重力エネルギー解放によって、明るく輝き、初期の X 線天文学において重要な観測対象であった。そして、現在でも X 線連星は発見され続けている。その中でも降着型 X 線パルサーは連星進化により連星中性子星になると考えられている天体である (Tauris et al. 2017)。重力波は連星ブラックホールの合体 (Abbott et al. 2016) から検出されて以来、多数報告され、重力波やガンマ線バーストを放出する連星中性子星の合体も重元素合成などについて多くの知見が得られている。そこで、これらの天体がどのように生まれるかという視点でも、降着型 X 線パルサーの進化は重要な研究課題になる。降着型 X 線パルサーは恒星とパルサーの連星である。この天体では、恒星からパルサーに対して星風やロッシュローブオーバーフロー (Roche lobe overflow, RLOF) によって質量降着を起こすことで X 線で明るく輝いている。したがって、その X 線スペクトルは連星進化にとっても大切な、質量降着や連星間の質量輸送の理解にとって重要な多くの情報を持っている。しかし、X 線連星は長年の研究がありながらもスペクトルには未解明な問題がある。それらの一つが、これらの天体のスペクトルに見られる鉄輝線と軟 X 線超過で、降着円筒からの放射が周辺環境を照らした際の再放射であると考えられる。しかし、その放射場所の候補はさまざまであり、統一的な見解の一致を得ることができていない。本論文では、この理解が不十分な 2 成分について新たな光をあてることを目的とする。

X 線望遠鏡 NICER は中性子星の観測を主目的として 2017 年に国際宇宙ステーションに搭載された。この装置は軟 X 線超過のエネルギー帯で史上最高の有効面積を持ち、これまでに多くの降着型パルサーを観測している。一方で、XMM-Newton など他の X 線衛星によっても降着型パルサーの観測データは蓄積されてきた。これに加えて、2023 年には精密 X 線分光衛星 XRISM が打ち上げられた。この衛星は鉄 K 輝線において史上最高のエネルギー分解能を持ち、初期観測では降着型 X 線パルサー Cen X-3, Cir X-1, Vela X-1 などを観測する予定である。このように、放射場所の研究を進めていくのに最適な時期が

来ている。

本修士論文では、第2章で中性子星の種族について説明し、降着型パルサーの質量降着の仕組みについて説明する。第3章ではこの天体のX線の放射機構と放射場所について説明し、その解釈における現状の問題点を説明する。第4章では本研究で用いた観測装置とターゲット天体について説明する。第5章ではスペクトル解析の結果を述べ、第6章では降着型パルサーの軟X線超過と鉄輝線の放射場所について議論を行う。最後に、第7章ではまとめと今後の展望に触れる。

第 2 章

中性子星の種族と近接連星

中性子星は大質量の恒星 ($8-15M_{\odot}$) が重力崩壊型の超新星爆発を起こすことによって誕生するコンパクト天体である。この天体は、典型的には質量が $1.4M_{\odot}$ で半径が 10 km ほどと高密度 (10^{15} g/cm^3) で、非常に強い重力場と磁場 (10^8-10^{13} G) を持つ。これに加えて、高速で自転 (周期 $10^{-3}-10^3 \text{ s}$) しており、一部の中性子星はこの自転によって周期的なパルスが観測され、パルサーと呼ばれる。

そこで、この章では放射のエネルギー源による分類に着目して、中性子星の種族について説明し、近接連星における質量降着について考え、本研究で注目する降着型パルサーがどのような天体であるか説明する。

2.1 中性子星の種族

パルサーはその放射のエネルギー源によって、回転駆動型パルサー、降着駆動型パルサー、磁気駆動型パルサーに大まかに分類される。また、他にも超新星爆発の残熱で輝く天体もある。

2.1.1 回転駆動型パルサー

回転駆動型パルサーの多くは単独の中性子星であり、自転エネルギーを荷電粒子の運動、さらには電磁波放射に変換しパルス放射を行っていると考えられている天体である。この種族のほとんどは電波で観測されるが、超新星残骸が付随するいくつかの天体などでは X 線やガンマ線といった高エネルギーの放射でも観測されている (例えば、かにパルサー、ほ座パルサー)。これらのパルサーでは自転周期は徐々に伸びていくが、これは自転軸に対して磁軸が傾いていることによって磁気双極子放射が発生し、外向きに吹き出す荷電粒子の流れや、電磁波放射によって回転エネルギーを失っているからと考えられている。

この天体でパルス放射が生じる仕組みは次のように考えられている。まず、中性子星は強い磁場を持っているため、その回転によって大きな起電力が生じる。この起電力の一部がパルサーの磁軸付近にかかり、荷電粒子が加速される。これらの粒子が磁力線に沿って運動することで曲率放射を発生させ磁軸方向へのビーム状の放射を生じさせる。そして、磁極が自転運動によって見え隠れすることによってこの放射が周期的に観測される。

2.1.2 降着駆動型パルサー

降着型パルサーは恒星とパルサーからなる近接連星であり、恒星からの物質が中性子星の重力にとらえられ、質量降着することによって重力エネルギーを解放して高温になり、X線やガンマ線で非常に明るく輝く。とくにX線で明るく輝く天体については、恒星の質量と質量輸送のタイプによって大きく二つに分類されており、2.3節で説明する。

2.1.3 磁気駆動型パルサー

磁気駆動型パルサーとはパルサーの中でも強い磁場 ($\sim 10^{13} - 10^{15}$ G) を持った中性子星が磁気エネルギーを解放することによってパルス放射していると考えられている天体である。これはマグネターと呼ばれている。この天体は主にX線で観測されるが、一部の天体ではX線に加えて電波でも観測されている。

2.2 近接連星での質量輸送

本節では降着型X線パルサーについて理解する上で必要である近接連星における質量降着について考える。

まず、近接連星の質量降着を考える際にはロッシュモデルが用いられる。これは近接連星の重力ポテンシャルの形状に関するモデルであり、連星の重心を中心として回転座標系から見た場合には図2.1のような形状になる。この図において点1と点2は連星を構成する天体それぞれの重心を表している。また、 $L_1 \sim L_5$ はラグランジュ点と呼ばれ、重力と遠心力がつりあう5つの力学的な平衡点である。一方で、この図の中に引かれている実線は等ポテンシャル面である。とくに L_1 を通るポテンシャル面は内部臨界ロッシュローブ、または簡単にロッシュローブと呼ばれる。(これに対して L_2 を通るものは外部臨界ロッシュローブと呼ばれる。) このロッシュローブが満たされているかどうかによって近接連星は図2.2の様に3つに分類される。まず、これらの外側にある細い実線が(内部臨界)ロッシュローブであり、太い実線が星の表面である。このロッシュローブをどちらの天体も満たしていない場合(図2.2(a))は分離型連星系と呼ばれる。どちらか一方の天体

が満たしている場合 (図 2.2(b)) は半分離型連星系と呼ばれる。どちらも満たしている場合 (図 2.2 の (c)) は接触型連星系と呼ばれる。単独の恒星では一般に恒星進化が進むほど恒星の半径は大きくなっていき、また、連星進化においては角運動量保存により連星進化が進むほど連星間距離は近くなる。これらの傾向が適用できる段階では、分離型連星は半分離型連星に、そして接触型連星に進化していくと考えられる。したがって、天体の質量や連星間距離によって連星の形状が決定されるので、コンパクト天体である中性子星を連星の一方としてもつ降着型パルサーでは、基本的に中性子星はロッシュローブを満たせず、分離型連星または恒星がロッシュローブを満たした半分離型の連星として観測される。また、図 2.1 において点 1 を重心とする天体の質量を M_1 、点 2 を重心とする天体の質量を M_2 とする。8 の字の形をしたロッシュローブのうち、質量 M_1 が存在する方の体積と同じ体積をした球を考えると、この球の有効半径 r_1 は軌道長半径 A を用いて、

$$\frac{r_1}{A} = \frac{0.49q^{2/3}}{0.6q^{2/3} + \ln(1 + q^{1/3})} \quad \left(q = \frac{M_1}{M_2}, 0 < q < \infty\right) \quad (2.1)$$

と誤差 1% 以下の精度で近似的に求められる (Eggleton 1983)。典型的な降着型パルサー Cen X-3 の恒星の質量は $\sim 20.5M_\odot$ であり、中性子星の質量は $\sim 1.2M_\odot$ である (Ash et al. 1999)。そして、軌道長半径は $19.2R_\odot$ である (Wojdowski et al. 2001)。このとき、中性子星がある方の有効半径 r_{eff} は

$$r_{\text{eff}} \sim 3.4R_\odot \sim 2.4 \times 10^6 \text{ km} \quad (2.2)$$

となる。したがって、中性子星に降着円盤があるとき、その外縁部は太陽半径 (10^6 km) 程度であると考えられる。また、質量比 q によって $\frac{r_1}{A}$ は、図 2.3 のような値をとり、質量比が大きくなるほど $\frac{r_1}{A}$ は大きくなることがわかる。

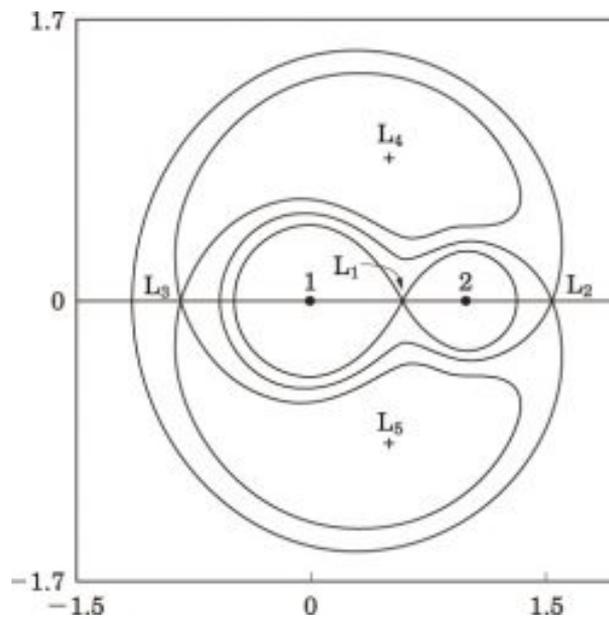


図 2.1: 公転軌道面におけるロッシュモデルの等ポテンシャル面. $L_1 \sim L_5$ はラグランジュ点である. 各々の線は等ポテンシャル面であり, とくに L_1 を通るものは内部臨界ロッシュローブ, L_2 を通るものは外部臨界ロッシュローブと呼ばれる. また, 質量比 0.4 の場合を考えている. (野本他 2009)

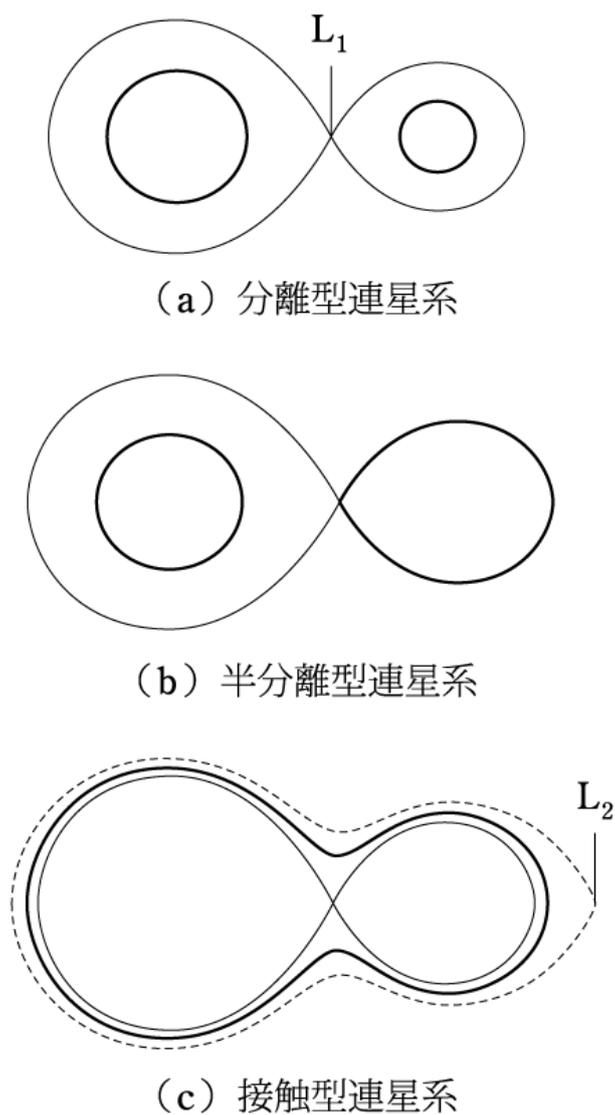


図 2.2: 近接連星のコパールによる分類. (a) 分離型連星, (b) 半分離型連星, (c) 接触型連星 (野本他 2009)

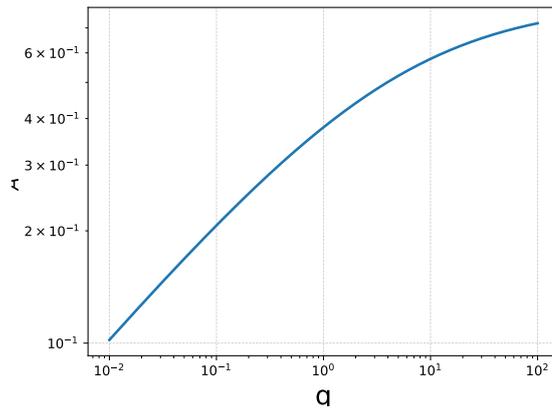


図 2.3: r_t/A の質量比 q 依存性.

2.2.1 星風降着

分離型の連星系では、主に恒星から吹く星風がコンパクト天体の重力に捉えられることによって質量の輸送が起きる。この星風が中性子星に降着することを星風降着という。星風は恒星から等方的に吹き出しており、質量降着するのはその一部となる。

2.2.2 ロッシュローブオーバーフロー

半分離型連星系の場合には、主にロッシュローブを満たした天体の外層にある物質がラグランジュ点 L_1 を通って質量輸送が起こる。これをロッシュローブオーバーフロー (Roche lobe overflow, RLOF) という。この質量移動では星風降着の場合に比べて多くの物質が質量輸送されるため、質量降着率が大きく、明るい X 線源となることが多い。

2.2.3 円盤降着

星風や RLOF によって輸送された物質は一般に有限の角運動量を持っており、そのまま自由落下によって降着していくことはできない。そこで、降着の最終段階では一般に降着物質は中性子星のまわりで降着円盤を形成する。このような質量降着を円盤降着という。

2.2.4 磁気圏降着

典型的に 10^{12} ほどの表面磁場を持つ中性子星のように、強い磁場を持った天体に対して質量降着が起こる場合、物質は降着圧と磁気圧がつりあう点で堰き止められてしまい、

それ以降はその天体の磁場に沿って質量降着が行われる。この堰き止められる半径をアルフベン (Alfvén) 半径といい、このように磁場が強い影響を持つ降着を磁気圏降着という。ここで球対称な質量降着と双極子磁場を仮定すると、アルフベン半径 r_A は天体の表面磁場 B 、半径 R 、光度 L 、質量 M を用いて次のように与えられる (Lamb et al. (1973)).

$$r_A \simeq 2.6 \times 10^3 \left[\left(\frac{B}{10^{12} \text{ G}} \right)^4 \left(\frac{R}{10^6 \text{ cm}} \right)^{10} \left(\frac{L}{10^{37} \text{ erg/sec}} \right)^{-2} \left(\frac{M}{M_\odot} \right) \right]^{\frac{1}{7}} \text{ km} \quad (2.3)$$

しかし、現実の天体への質量降着は完全な球対称から外れており、磁場も双極子磁場からずれている。それらの効果を踏まえて修正した値を磁気圏半径 r_M と呼ぶこととし、これは次のようになる。

$$r_M = 0.5r_A \quad (2.4)$$

ここで、0.5 は典型値として採用した (Frank et al. (2002)). この磁気圏半径は降着型パルサーにおいて降着円盤の内縁までの距離の目安となる。

2.3 降着駆動型 X 線パルサーの分類と連星進化

連星をなし、主に X 線で明るく輝いている天体を X 線連星と呼ぶ。この天体のうち恒星の質量が $\sim 10M_\odot$ 以上の天体を大質量 X 線連星 (High Mass X-ray Binary, HMXB), $\sim 1M_\odot$ 以下の天体を小質量 X 線連星 (Low Mass X-ray Binary Pulsar, LMXB) と呼ぶ。また、この間の恒星質量を持った天体については中質量 X 線連星と呼ぶことがあり、これに該当するものとして有名な天体は Her X-1 である。そして、とくにコンパクト天体がパルサーである X 線連星は降着駆動型 X 線パルサーと呼ばれ、この天体も同様に恒星の質量によって大質量 X 線連星パルサーと小質量 X 線連星パルサーに分類される。そこで、以下ではこれらの天体を説明し、続いて降着型パルサーが多数観測されているマゼラン雲についての説明を行う。

2.3.1 大質量 X 線連星パルサー

大質量 X 線連星パルサーは一般に、強磁場 (10^{12} G) のパルサーと大質量星の近接連星である。この天体の恒星の多くは OB 型の超巨星と Be 型星で占められている。実際に天の川銀河に分布する自転周期と公転周期が判明している大質量 X 線連星パルサー 75 天体のうち、25 天体が超巨星を、45 天体が Be 型星を恒星としてもつ。 (Fortin et al. (2023)) そこで、この二つの種族についてそれぞれ紹介し、この傾向の理由について述べる。

まず、超巨星を恒星とする天体について考える。超巨星は主系列段階にある天体に比べて激しく星風が吹き出しているため、質量降着率が高く定常的に明るく輝いている ($\sim 10^{37-38}$ erg/s)。次に、Be型星を恒星とする天体について考える。Be型星とはB型星のうち水素の輝線 ($H\alpha$ 輝線) が検出されている天体である。この輝線はBe型星の周りに星周円盤があり、恒星表面からの放射がその円盤を照らすことで発生していると考えられている。この大質量X線連星はBe型星が主系列段階である場合には、星風は超巨星段階の天体に比べて弱く、中性子星からの定常的なX線放射を観測することは困難である。一方で、この天体は突発的に明るく輝くことが知られている。この増光は中性子星が星周円盤に突入した際に質量降着量が増加しているからであると考えられており、アウトバーストと呼ばれている。したがって、恒星が星周円盤を持たないOB型主系列星であるような天体は定常放射が暗く、突発的に明るくなることがない。そのため、以上の2種族以外はX線で観測されにくい傾向にある。

続いて前述の近接連星の分類について考える。大質量X線連星パルサーでは恒星が大質量星であるため中性子星に対する質量比が大きくなってしまいロッシュローブを満たしにくい。そのため、ほとんどの天体は分離型連星であり星風降着していると考えられている。とくに星風降着であることが顕著に示されている天体としては Vela X-1 である。この天体の恒星は青色超巨星であり、食の際には星風に由来すると考えられる酸素などの高階電離した輝線が確認されている (Schulz et al. (2002))。一方で、恒星が超巨星段階にある天体ではロッシュローブを満たしていると考えても良い天体がいくつか発見されている (SMC X-1, Cen X-3)。これらの天体は半分離型であり、RLOFによって他の大質量X線連星パルサーに比べて明るく輝いている ($\sim 10^{38}$ erg/s)。

以上のようにこの天体は非常に明るく輝き、かつ中性子星の磁場が強いためアルフベン半径 (式 2.3) は 10^3-10^4 km 程度であり、中性子星の半径よりも非常に大きくなり、この場所で降着円盤は一度途切れ磁気圏降着を行う (図 2.4(左))。これによって、図 2.4(左)のように降着物質は中性子星の磁場に沿って運ばれていき、磁極付近では降着円筒と呼ばれる構造が形成され、ここからX線が放射されると考えられている。そのため、この天体では中性子星が自転することによって降着円筒が見え隠れし、これがX線のパルス放射として観測される。

このように磁気圏降着を起こすような強い磁場ではスペクトルにサイクロトロン共鳴と呼ばれる構造が現れる。これは強磁場によってラーモア半径が量子力学的なスケールになることによって荷電粒子のエネルギー準位が離散化されるからである。このエネルギーはランダウ準位 E_n と呼ばれ、

$$E_n = 11.6n(B/10^{12} \text{ G}) \text{ keV} \quad (n = 1, 2, 3, \dots) \quad (2.5)$$

と表される。

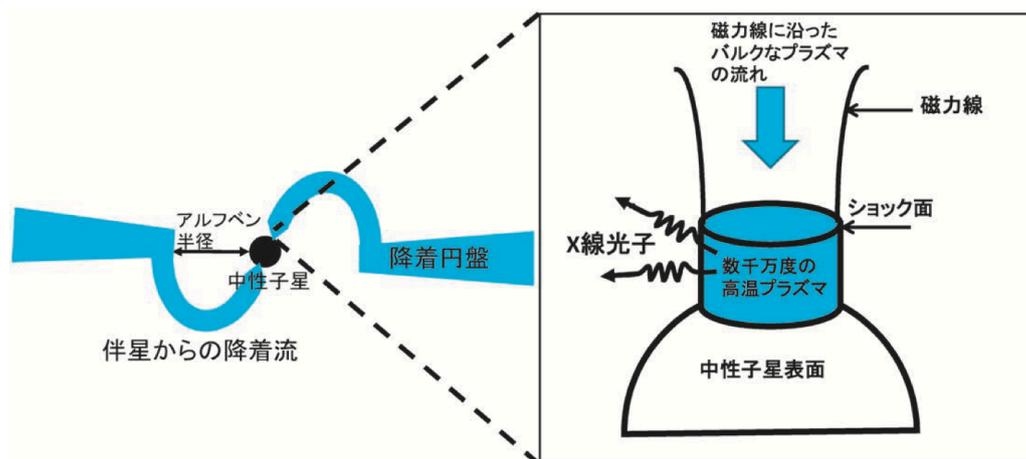


図 2.4: 降着型パルサーへの質量降着。(左) 降着駆動型パルサーの全体の模式図。(右) 中性子星磁極における降着円筒の模式図(岩切, 天文月報, 第 107 巻, 第 3 号)

2.3.2 中性子星を含む小質量 X 線連星

小質量 X 線連星はコンパクト天体と太陽質量以下の小質量星からなる天体である。小質量 X 線連星に含まれる中性子星は一般に磁場が弱く ($\sim 10^8$ G), サイクロトロン共鳴によって磁場が確認されていない。この程度の磁場の場合には中性子星の半径とアルフベン半径が同程度になり (~ 10 km), 磁気圏降着の影響はあまり受けず, 質量降着は中性子星の比較的全体に対して起こる。そのため, 降着物質を磁極付近に集めることができず, X 線パルサーとして観測されにくい。このような天体の一部は I 型バーストという現象によって中性子星であると判断される。これは小質量 X 線連星が突発的に明るく輝く現象であり, 中性子星に対して全体的に降り積もった降着物質がある一定以上の量になると核融合反応によって一度に爆発的に燃焼することで観測されると考えられている。この際のスペクトルは黒体放射で説明できることが知られている (Swank et al. (1977)). それに加えて中性子星の表面のほぼ全体で生じていると考えられるので, 黒体放射の半径からは中性子星の半径を求めることができる。これは中性子星の半径を観測的に求める代表的な手法であった。また, 小質量 X 線連星では恒星は中性子星と同程度以下の質量しか持たないので, ロッシュローブを満たすことが大質量星に比べて比較的容易であり, ほとんどの天体は半分離型の連星を形成していると考えられている。一方で, X 線でのパルス放射が確認された天体がある。それは, 小質量 X 線連星 SAX J1808.4-3658 であり, 約 2 ms の X 線におけるパルス放射が確認された (Wijnands & van der Klis (1998)). このような天体の発見はミリ秒パルサーと呼ばれる一般にはミリ秒という短周期で電波パルスを行う天体の形成メカニズムを考える上で重要な天体となる。

表 2.1: 銀河系と大小マゼラン雲の比較

	天の川銀河	大マゼラン雲	小マゼラン雲
質量 (M_{\odot}) ^a	$(1-3)\times 10^{11}$	2×10^{10}	2×10^9
距離 (kpc)		49 ^b	57 ^c
[Fe/H]	1	0.4 ^d	0.1 ^e
降着型パルサー	89 ^f	27 ^g	68 ^g

^a 祖父江他 (2018)

^b Pietrzyński et al. (2013)

^c Hilditch et al. (2005)

^d Choudhury et al. (2016)

^e Choudhury et al. (2018)

^f Fortin et al. (2023)

^g Haberl et al. (2023)

2.3.3 マゼラン雲と降着型パルサー

マゼラン雲は、天の川銀河 (Milky Way Galaxy, MW) の近傍銀河であり、大マゼラン雲 (Large Magellanic Clouds, LMC) と小マゼラン雲 (Small Magellanic Clouds, SMC) からなる。この銀河では降着型パルサーが多数発見されている。とくに SMC では 68 個の降着型パルサーが観測されており、質量あたりの発見数は天の川銀河に比べて非常に大きい (表 2.1)。この銀河は天の川銀河に比べて平均的な金属量 (物質における水素とヘリウム以外の割合) が少ないことが知られている (表 2.1)。この違いが降着型パルサーの数の違いに関係していると考えられているが、まだ十分には解明されていない (Dray (2006))。また、これらの銀河までの星間吸収は天の川銀河の銀河中心における星間吸収よりも低い。そのため星間吸収の影響を受けやすい軟 X 線を観測するのに適している。

第 3 章

降着型パルサーの X 線放射機構

この章では降着型パルサーにおける X 線放射の機構について説明し、その放射場所の解釈における現状の問題について説明する。

3.1 X 線放射の機構

降着型パルサーの放射を考える上で、まず、放射場所のスケールを確認する。図 3.1 は、降着型パルサーを連星、円盤、アルフベン半径のそれぞれのスケールで見た模式図である。連星のスケール (図 3.1(a)) で見ると、恒星とパルサーの間の距離は典型的には 10^7 km 程度であり、恒星から星風や RLOF によって、パルサーは質量輸送を受ける。ここで、星風は $\sim 10^3$ km/s ほどの速さで吹いている (Markova et al. 2004, Markova & Puls 2008)。円盤のスケール (図 3.1(b)) で見ると、降着円盤はアルフベン半径 ($\sim 10^3$ km) からロッシュローブの有効半径 ($\sim 10^6$ km) 程度まで広がっている。最後に、アルフベン半径のスケール (図 3.1(c)) では、降着物質がパルサーの磁場に沿って降着流を形成し、磁極付近に降着していき降着円筒 (~ 1 km, Nakajima et al. 2006) を形成する。

図 3.2 と図 3.3 は、それぞれ典型的な降着型パルサーの X 線スペクトルと $\nu F(\nu)$ である。まず、オレンジ色で表された成分は降着円筒からの連続放射であり、この成分は高エネルギー側にカットオフのあるべき関数で近似される。次に、マゼンダで表された低電離の鉄 K 輝線が確認されており、これは約 6.4 keV のガウス関数で近似することができる。また、この輝線に加えて他の降着型パルサーでは高階電離した鉄輝線なども確認されている。最後に、図 3.2 において青色で表された成分は軟 X 線超過であり、これは約 0.1 keV の黒体放射で近似できると考えられている (Hickox et al. 2004)。以下では、各成分について説明する。

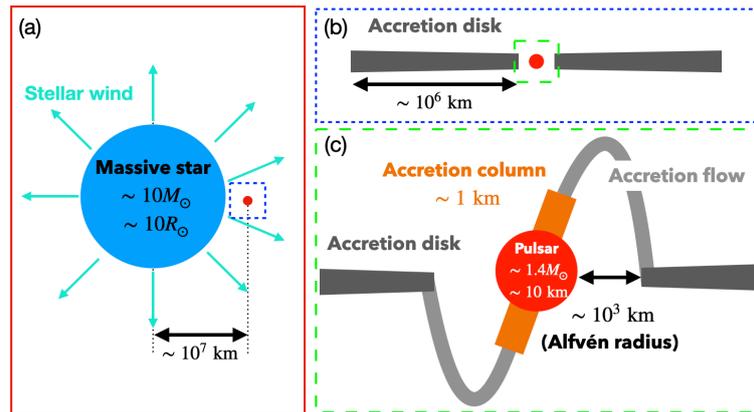


図 3.1: (a) 連星のスケール, (b) 降着円盤のスケール, (c) 降着円筒やアルフベン半径のスケールで見たときの降着型パルサーの模式図

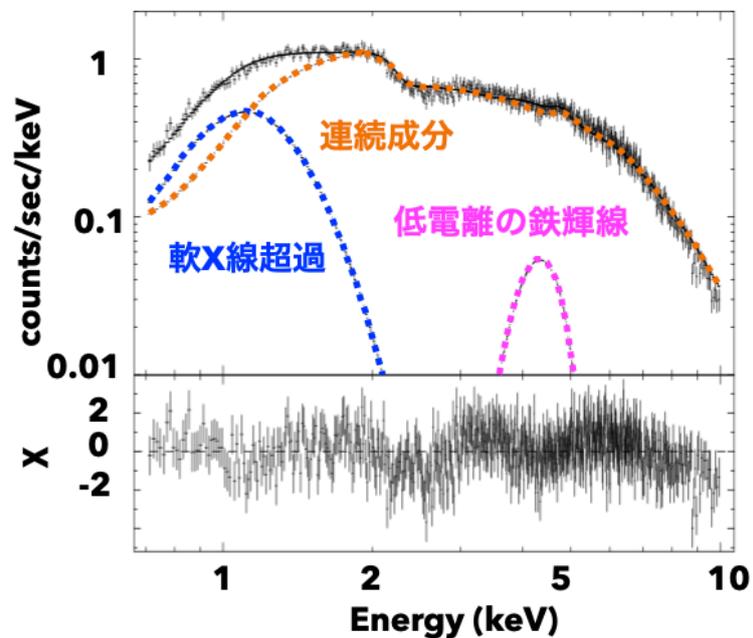


図 3.2: 降着型パルサー SMC X-1 の X 線スペクトル (Paul et al. (2002)). 観測装置は ASCA の SIS と GIS, 観測日時は 1993 年 4 月 16–27 日, 観測時間は 60 ks. オレンジ色が降着円筒からの放射の成分, 青色が軟 X 線超過, マゼンダが低電離の鉄輝線を表している.

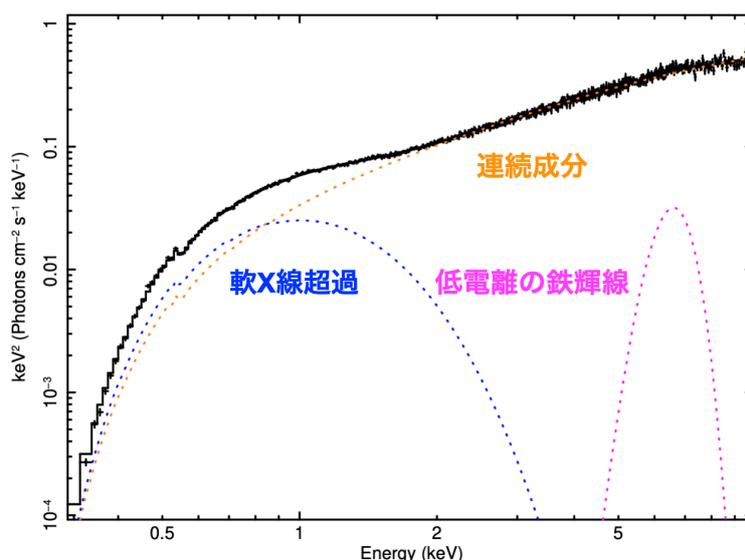


図 3.3: 降着型パルサー SMC X-1 の $\nu F(\nu)$. 観測装置は NICER の XTI, 観測日時は 2020 年 11 月 20 日, 観測時間は 5.0 ks. オレンジ色が降着円筒からの放射の成分, 青色が軟 X 線超過, マゼンダが低電離の鉄輝線を表している.

3.1.1 降着円筒からの連続放射

2.2.4 節で説明したように磁場の強いパルサーでは磁気圏降着によってパルサー磁極付近に降着してきた物質によって降着円筒と呼ばれる構造が生じる. この場所で重力エネルギーの解放による強い X 線放射が発生する. この放射を発生させているプラズマが光学的に厚ければこの成分のスペクトルは黒体放射で近似できると考えられ, 一方で光学的に薄ければ熱的な制動放射となり高エネルギー側にカットオフのあるべき関数で近似できると考えられる. しかし, この成分の実際のスペクトルはそれらの中間的な形状をしており, 典型的には 20 keV 以下では制動放射, 20 keV 以上では黒体放射によって近似できる (岩切, 天文月報, 第 107 巻, 第 3 号). このスペクトルの形状は現在では以下のように説明されている. まず, パルサーの磁極付近ではエネルギーの解放によって超音速のプラズマからなる降着流が生じる. これが一つの大きな流れとしてコンプトン散乱することでバルクコンプトン散乱 (bulk Comptonization) が生じる. この成分のみでは高エネルギー側のカットオフのない冪関数で表される. そこで, これに加えて, 光子が熱的な電子によって散乱される熱電子による逆コンプトン散乱 (thermal Comptonization) も生じていると考えられている (Becker & Wolff (2007)). この成分は降着型パルサーの主要な放射であり, 典型的な X 線光度は 10^{37} – 10^{38} erg/s である.

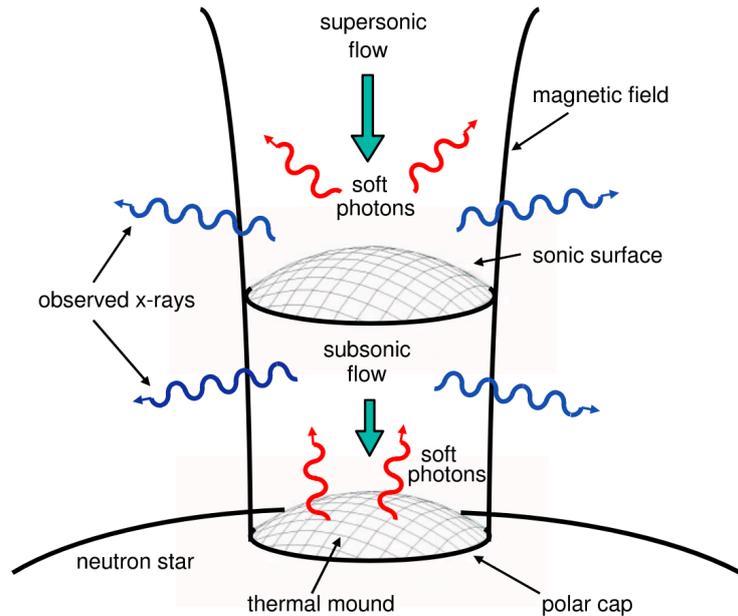


図 3.4: 降着円筒での X 線放射の仕組み (Becker & Wolff (2007))

3.1.2 輝線放射

輝線放射は原子またはイオン中の電子が高いエネルギー準位から低いエネルギー準位に遷移する際にそのエネルギーの差分として生じる放射である。このとき放射される輝線エネルギーはイオンの電離度によっても変化する。

降着型パルサーでは天体ごとに、あるいは同一天体でも観測時期の違いによって、様々な種類の輝線が観測されている。中でもとくに多くの天体で確認されているのは低電離の鉄 $K\alpha$ 輝線である。これは X 線が照射され K 殻を失った低電離の鉄において L 殻電子が K 殻に脱励起することによって生じる放射である。鉄が中性の場合は輝線のエネルギーは 6.40 keV であり、低電離の場合は、電子が 16 個剥ぎ取られたときでも 6.44 keV と中心は大きくは変わらない(図 3.5(a))。一方で、電離度が 17 を超えると鉄輝線のエネルギーは大きく変わっていく。電離度が 24 の場合は、残った電子が 2 つなので、ヘリウム様の鉄と呼ばれ、この高階電離した鉄の輝線のエネルギーは 6.7 keV となる。同じように電離度が 25 の場合は、残った電子が 1 つなので、水素様の鉄と呼ばれ、輝線のエネルギーは 6.9 keV である。降着型パルサーでは、このようなヘリウム様や水素様といった高階電離した鉄輝線 (Ebisawa et al. (1996)), ネオンやマグネシウムの輝線も確認されている。これらの輝線放射は、降着円筒からの X 線放射が周辺環境を照らすことによって生じていると考えられている (Endo et al. (2000))。

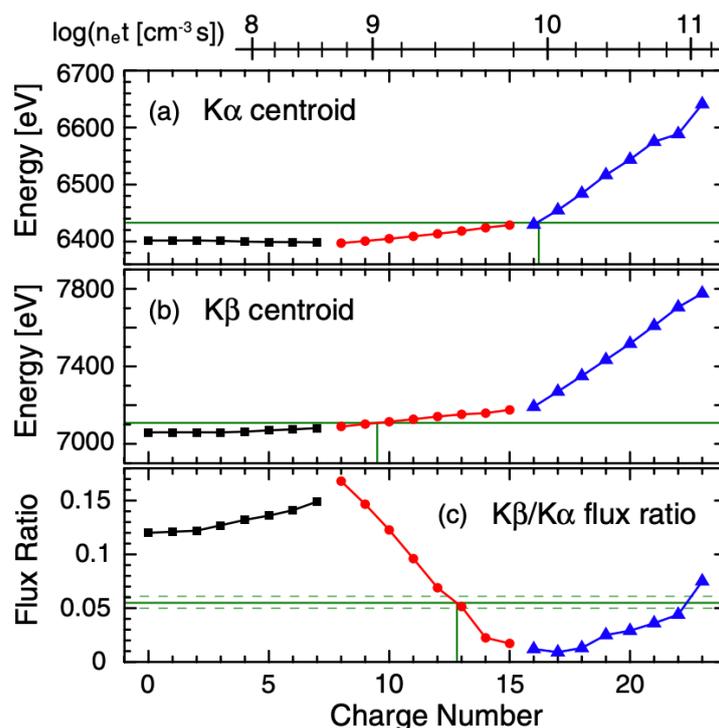


図 3.5: (a) 鉄 $K\alpha$ 輝線の電離度と中心エネルギー. (b) 鉄 $K\beta$ 輝線の電離度と中心エネルギー. (c) 鉄 $K\alpha$ 輝線と鉄 $K\beta$ 輝線の輝線強度比 (Yamaguchi et al. (2014))

3.1.3 軟 X 線超過

いくつかの降着型パルサーでは連続成分をべき関数で近似した場合、約 0.1keV ほどの黒体放射で近似できるような軟 X 線の超過放射が確認されている。この放射については二つのメカニズムを考えることができる。一つは降着円盤からの放射である。例えば、ブラックホール連星では降着円盤中で自身が持つ重力エネルギーを解放することで X 線放射していることが知られている。もう一つは前節で述べた輝線放射のメカニズムと同様に再放射によって生じるという考えである。この場合は、降着円盤や中性子星の周辺の星風などからの放射が考えられる。この放射場所については、本論文の以下の節でより詳しく議論する。

3.2 本論文が着目する未解決問題

3.1.2 節, 3.1.3 節で紹介したように、「低電離の鉄輝線」および「軟 X 線超過」は中性子星の降着円筒からの X 線放射が、周辺物質を照らした際に生じる再放射であると考えられている (鉄輝線:Endo et al. (2000), 軟 X 線超過:Hickox et al. (2004)). しかし、この

2成分は多くのX線パルサーで報告されているにも関わらず、その放射機構や放射場所については、決着のつかない点も多く、軟X線超過については、2000年ごろにあすか衛星やROSAT衛星で調べられて以降はほとんど忘れられた問題になっている。特にこれらの放射場所にはいくつかの候補があり、それはパルサーからの距離が近いものと遠いものに分けられる。本論文では、この問題に新たな光をあて、蓄積されてきたX線パルサーの系統的な解析での放射場所の検証を行う。

まず、パルサー近傍では、降着流や降着円盤の内縁といった、光学的に厚い物質が再放射場所の候補となる。パルサーからの距離で表すなら降着円盤の上部(10 km, Nakajima et al. 2006)からAlfvén半径付近($\sim 10^3$ km)である。この距離にある物質は、例えば降着円盤上ではKepler運動によっておよそ 10^4 km/sで中性子星の周りを回転運動しており、この運動によって鉄輝線の輝線幅は ~ 0.1 keV程度広がる。これは低電離の鉄輝線周り ~ 6.4 keVについて考えると、CCDを用いたX線検出器でも検出可能なほど十分な輝線幅となる。(例えば、本研究で使ったすざく衛星では低電離の鉄輝線周り(6.4 keV)のエネルギー分解能はFWHMで ~ 130 eV, NICERでは、135 eVほどである。)そして、実際にいくつかの降着型パルサーでは広がった鉄輝線が報告されている(Fiume et al. (1998), Pike et al. (2019), Hung et al. (2010)).

次にパルサー遠方では、降着円盤の表面の外縁部(光学的に厚い物質)や恒星から吹いている星風(光学的に薄い物質)が候補となる。こちらの場合は、パルサーからの典型的な距離は連星における中性子星のロッシュローブの有効半径程度($\sim 10^7$ km)であると考えられる。この距離まで遠ざかってしまうと、ケプラー回転の速さは100 km/sで ~ 1 eVの輝線幅であり、鉄輝線の輝線幅は現行の装置では検出困難となる。一方で、星風は密度が低い($\sim 10^4$ 個 cm^{-3})ので中性子星からの放射によって光電離が進んでいると考えられる。したがって、星風からの再放射では高階電離の輝線が確認できると期待される。しかし、その密度の低さや中性子星からの距離によって、この遠方からの再放射は光度として低いことが予想される。そのため、中性子星からの強いX線放射や近傍からの再放射が存在していると、その放射に隠されてしまうことが想像される。一方で、いくつかの降着型パルサーでは軌道傾斜角によって中性子星が恒星によって隠される食が確認されている(Falanga et al. (2015)). これらの天体では、食の際に中性子星近傍からの放射が遮られることによって主に遠方からの再放射のみを確認できるようになる(図3.6)。これによってCen X-3という天体ではヘリウム様や水素様の高階電離した鉄輝線(Ebisawa et al. (1996))が、Vela X-1という天体では1~2 keVでネオンやマグネシウムなどの高階電離の輝線(Nagase et al. (1994), Schulz et al. (2002))が確認されている。

以上のように、これらの放射はいくつかの個別天体では放射場所の推定が行われてきたが、降着型パルサー全体での統一的な描像は存在してこなかった。そこで、本研究では降着型X線パルサーについて系統的なスペクトル解析を行い、軟X線超過と低電離の鉄輝線の放射場所の推定とその関係性について考察を行った。

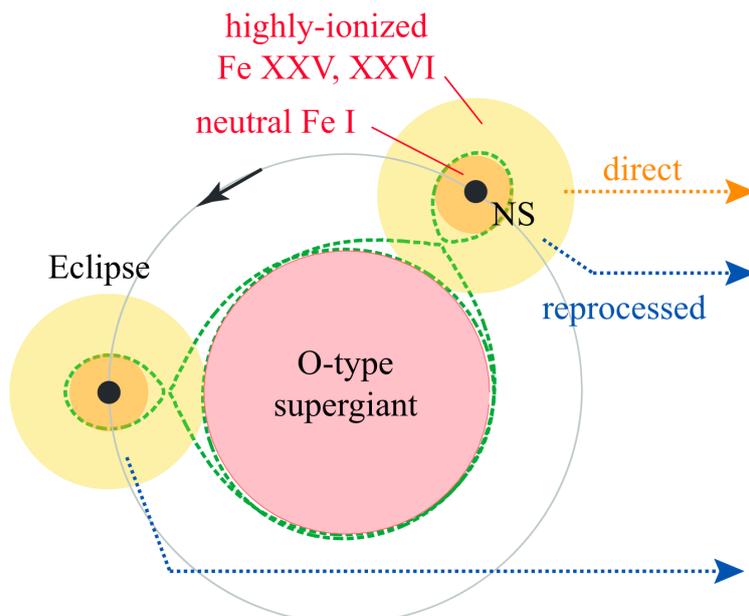


図 3.6: 降着型 X 線パルサー Cen X-3 の食 (Enoto et al. (2015)). 黒い丸がパルサー, 赤い丸が O 型の超巨星を表している. 中性子星が超巨星によって視線方向に対して隠されるとパルサー付近からの放射は観測者から見えなくなってしまう.

第 4 章

解析に用いた装置と解析データ

4.1 節では本研究で用いた X 線の観測装置について説明し, 4.2 節では解析対象とした天体について説明する. 4.3 では解析したデータと検出器ごとのデータ処理の方法について説明する.

4.1 観測装置

X 線の屈折率は 1 よりも小さいため, 屈折レンズを用いて集光することができない. そのため, 入射角が十分に小さい場合に起こる全反射を利用して X 線は集光される. 本研究ではこの方法を用いた多重薄膜型の X 線反射鏡によって集光を行い, 軟 X 線の検出器を搭載した NICER 望遠鏡および, Suzaku 衛星, XMM-Newton 衛星で観測されたデータを用いて解析を行った. 以下では, それぞれの装置について説明する.

4.1.1 NICER 望遠鏡

NICER(Neutron Star Interior Composition ExploreR) は 2017 年 6 月 3 日に打ち上げられ, 国際宇宙ステーション(International Space Station, ISS) に搭載されている NASA が開発した軟 X 線の望遠鏡である(図 4.1). この望遠鏡は重力レンズの効果を用いて, 中性子星の質量と半径をより精密に測定することで, その内部構造を解明することなどを目的として打ち上げられた. そのため, 中性子星の表面温度に対応する約 1.5 keV 付近で非常に大きな有効面積(約 1900 cm^2)を持つ(図 4.2). また, 高い時間分解能($\sim 100 \text{ ns}$)と鉄輝線周り($\sim 6 \text{ keV}$)では 135 eV と CCD と同程度のエネルギー分解能をもつ(表 4.1).

この衛星に搭載された検出器 X-ray Timing Instrument(XTI) は 56 個の X 線集光装置 X-ray concentrator optics(XRC) とそのそれぞれの焦点面にあるシリコンドリフト型検出器 Focal Plane Module(FPM) のペアによって構成されており(図 4.3), それぞれの検出器

はX線光子のエネルギーと到来時刻を記録する。それらは図4.3のように配置されており、このうち52個が軌道上で機能している。そのうちid14とid34の検出器はノイズが大きい。そのため、本研究ではこれら6個を除いた50個の検出器のデータを用いた。また、この望遠鏡は非撮像系であるため、バックグラウンドを視野の中の別領域のデータとしてとってくることはできない。そこで、本研究ではNICERのバックグラウンドモデルの一つである3C50(Remillard et al. (2022))を用いてバックグラウンドスペクトルを作成した。このモデルは検出器の荷電粒子バックグラウンドのデータなどからデータベース化したバックグラウンドモデルを構築している。

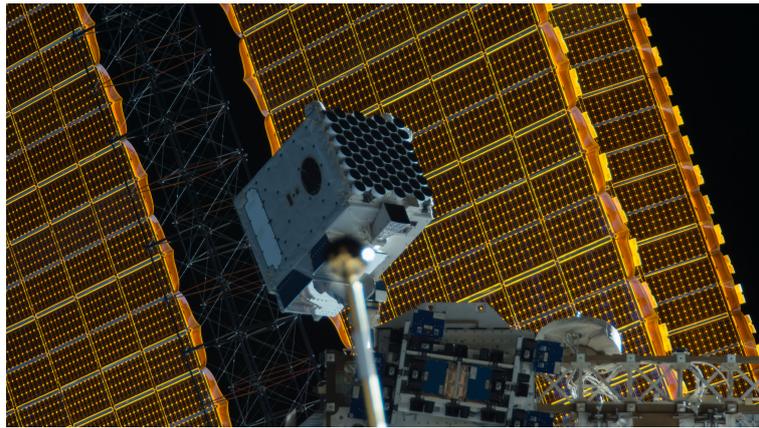


図 4.1: NICER の外観 ©NASA/GSFC

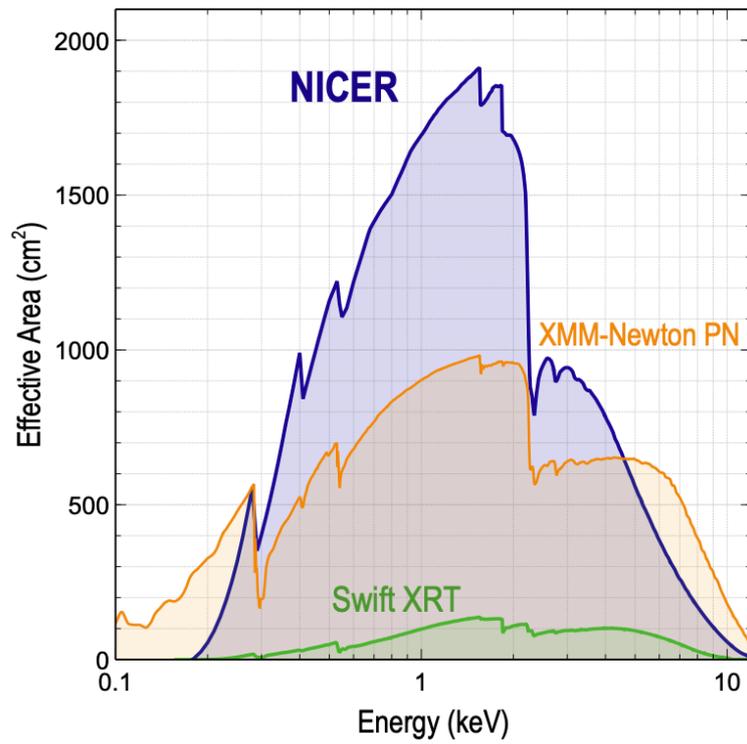


図 4.2: X 線検出器の有効面積の比較 (NICER ワークショップ 2021 の資料)

表 4.1: X 線検出器の性能比較

衛星 (検出器)	NICER(XTI) ^a	Suzaku(XIS) ^b	XMM-Newton(EPIC-MOS) ^c
エネルギー帯域 (keV)	0.2–12	0.2–12	0.15–12
エネルギー分解能 (eV@6 keV)	135	~130	130
有効面積 (cm ² @1.5 keV)	1900	330(FI),370(BI)	1000
時間分解能	<100 ns	8 s(Normal mode)	30 μs–1.75 ms
空間分解能	6'(非撮像)	2'	15''
視野	30'×30'	17.8'×17.8'	30'×30'

^ahttps://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/nicer/mission_guide/, ^bMitsuda et al. (2007) ^cJansen et al. (2001)

1) XRC

XRC は多重薄膜型の X 線反射鏡であり, 24 枚の薄膜が放物線の形状で入れ子構造になっている. これらのそれぞれには金メッキが施されており, 金の吸収端が 2.2 keV(M 吸収端)と 13.9 keV(L 吸収端)に観測される (図 4.5). この鏡で反射された X 線は, XTI の奥にある FPM に開いた 2 mm の開口部に集光される.

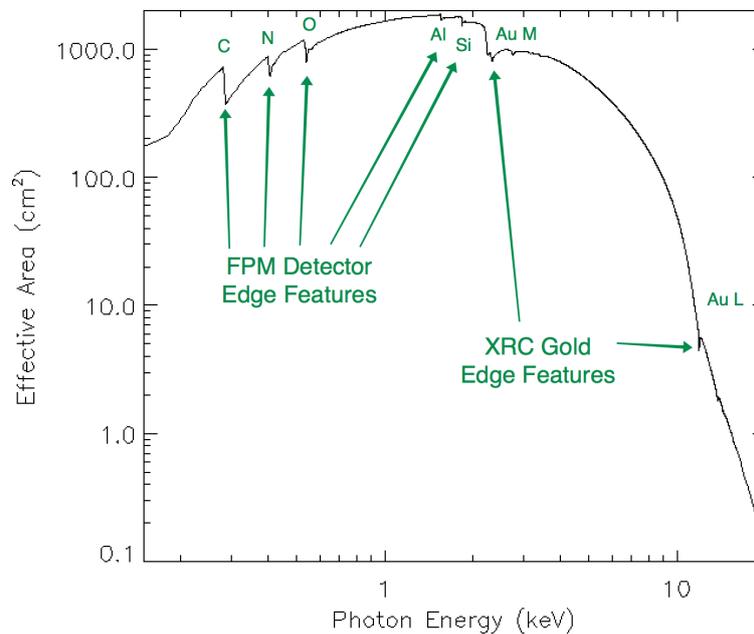


図 4.5: NICER の有効面積に見られる吸収端構造 (https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/nicer/analysis_threads/arf-rmf/)

2) FPM

FPMはシングルピクセルのシリコンドリフト型検出器である。この検出器は8台で一つのまとまりとなり、一つのMeasurement and Power Unit(MPU)によって制御されており、それぞれの検出器番号が図4.4のように定義されている。

4.1.2 Suzaku 衛星

Suzaku 衛星は2005年7月10日に内之浦宇宙センターから打ち上げられた日本のX線衛星である。この衛星は広帯域かつ高分解能のX線分光を目的として開発された。図4.7にあるように5台のX線反射望遠鏡 X-ray Telescope(XRT) をもち、その焦点面には4台のX線 CCD カメラ X-ray Imaging Spectrometer(XIS) を持つ。これに加えて、高精度X線分光器 X-ray Spectrometer(XRS) と硬X線検出器 Hard X-ray Detector(HXD) を持ち、0.2–600 keV といった広帯域のX線を観測可能である。本研究では軟X線帯域を扱うため、これらのうちXISの観測データを用いて解析を行った。

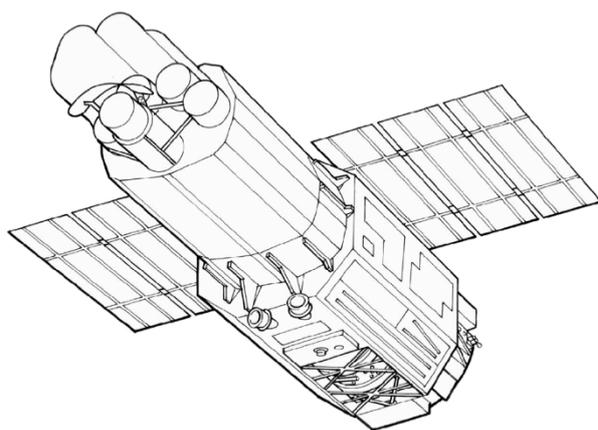


図 4.6: Suzaku の外観 (Mitsuda et al. (2007))

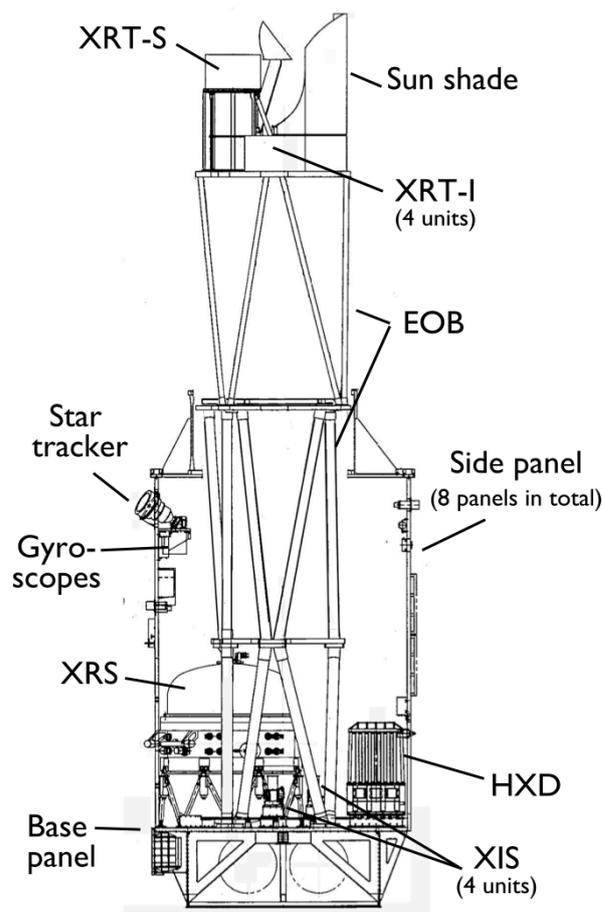


図 4.7: Suzaku の概観 (Mitsuda et al. (2007))

1) X線反射鏡 XRT

この衛星は5台のX線反射鏡 XRT を搭載している。このうち4台はXISに集光し (XRT-I), 残りの一台はXRSに集光される (XRT-S)。それぞれの反射鏡は多重薄膜型 X 線反射鏡であり, 回転放物面と回転双曲面を組み合わせた構造をした厚さ $178 \mu\text{m}$ の薄膜を同心円状に並べた入れ子構造になっている。

2) X線 CCD カメラ XIS

この衛星には4台のX線 CCD カメラ XIS が搭載されている。この検出器の基本的な性能は表 4.1 のようになっている。4台の XIS のうち3台 (XIS0, XIS2, XIS3) は表面照射型 (Front-Illuminated, FI), 他の1台 (XIS1) は裏面照射型 (Back-Illuminated, BI) である。FI の CCD では X 線を電極側から入射させるのに対して, BI の CCD はその逆側から入射させる (図 4.9)。そのため, FI の場合に比べて, BI の方が低エネルギーの X 線が吸収されやすく, 軟 X 線の検出効率が低い。本研究では低エネルギー側の放射が重要である。そこで, BI の CCD である XIS1 のみの観測データを用いて解析を行った。

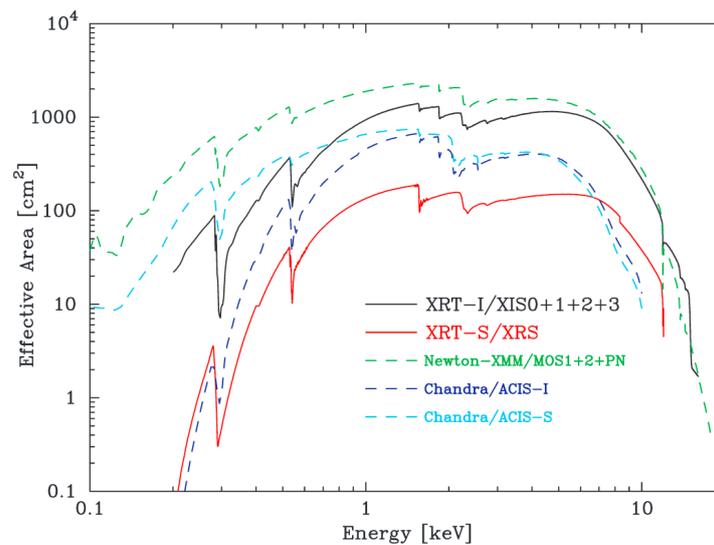


図 4.8: Suzaku の有効面積 (Serlemitsos et al. (2007))

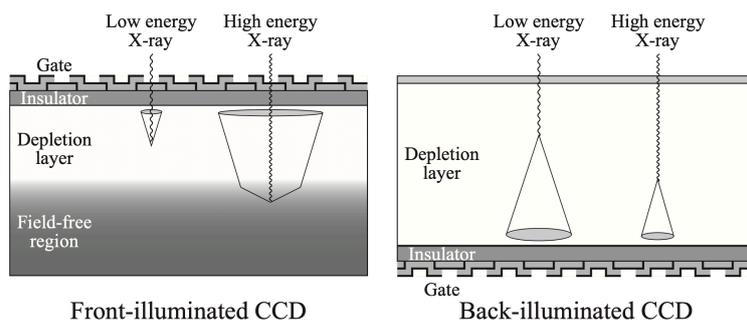


図 4.9: 表面照射型 CCD と裏面照射型 CCD の断面図 (鷲野遼作, 修士論文, 2015)

4.1.3 XMM-Newton 衛星

XMM(X-ray multi-mirror mission)-Newton 衛星は 1999 年 12 月 10 日に ESA によって打ち上げられた大型の X 線天文衛星である。この衛星には 3 つの X 線反射鏡と一台の可視光/紫外線の望遠鏡 OM(Optical/UV Monitor Telescope) が搭載されている。X 線反射鏡のそれぞれの焦点面には X 線 CCD カメラ EPIC(European Photon Imaging Camera) があり、そのうちの 2 台は MOS((Metal Oxide Semi-conductor)) 検出器が搭載され、これらには反射型回折格子 RGS(Reflection Grating Spectrometer) が装備されている。他の 1 台には PN 検出器が搭載されている。この EPIC によって、0.15–12 keV の撮像分光と 0.35–2.5 keV の精密分光観測を行うことができる。以下では、本研究で用いた MOS 検出器について説明する。

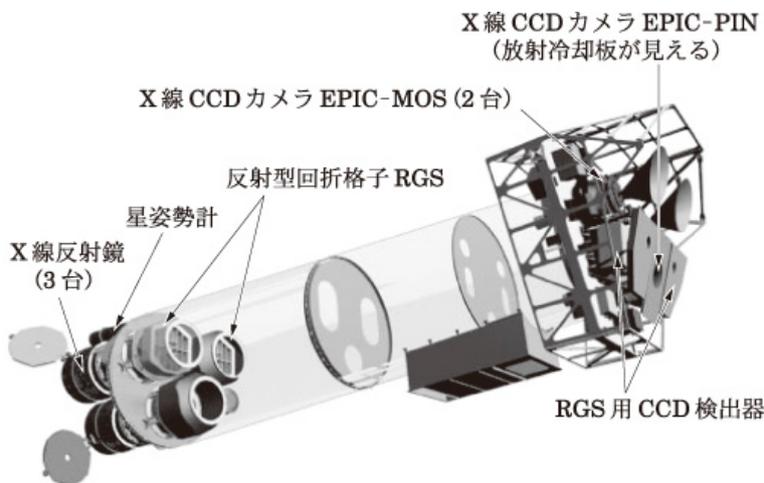


図 4.10: Newton 衛星の構造 (井上他 2019)

1) X線反射鏡

この衛星に3台搭載されているX線反射鏡はそれぞれ図4.11にあるような回転放物面と回転双曲面が合わさった形状をしたWolterI型光学系を58枚入れ子構造にした多重薄膜型のX線望遠鏡である。このそれぞれの鏡で2回反射することによってX線は集光される。この望遠鏡の直径は70 cm, 焦点距離は7.5 mであり, 多くの鏡を入れ子にすることによって3台の望遠鏡を合わせて1400 cm²という有効面積をもつ。

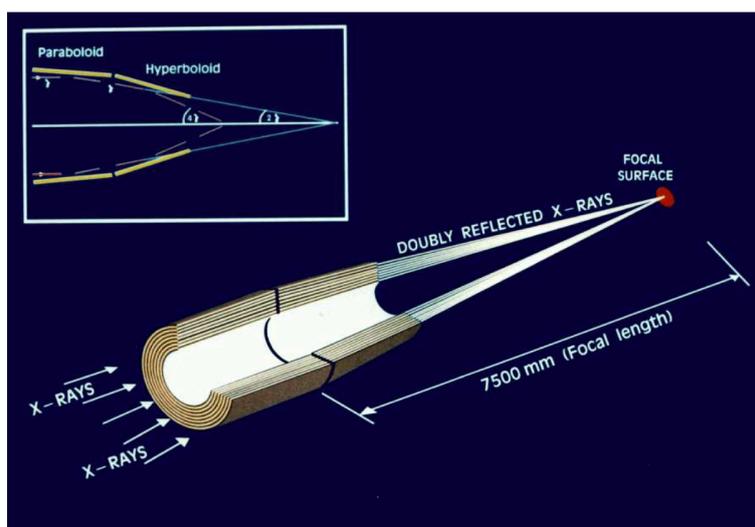


図 4.11: Newton 衛星の反射鏡の構造と入射光の光路 (XMM-Newton Users Handbook, 2023)

2) EPIC

先述したようにEPICにはCCD検出器が搭載されているがそのうち2台はMOS(MOS1,MOS2)検出器であり, 残りの1台はPN検出器である。これらはX線の入射方向が異なり, MOSは表面照射型CCDであり, PNは裏面照射型CCDである(図4.9)。2)節でも述べたように本研究で扱う低エネルギーX線を観測する上では裏面照射型であるPN検出器の方が検出効率が高くなる。一方でPNは特性X線が低エネルギー側に引くテイル構造によってスペクトルの低エネルギー側に対する影響を受けやすい。そこで, 本研究ではMOS検出器を用いて解析を行った。MOS検出器の諸性能は表4.1のようである。

4.2 解析のターゲット天体の選定

この節では解析を行った天体の選定理由について説明する。3.2節で述べたように本研究の解析対象は約0.1 keVの黒体放射で近似される軟X線超過と約6.4 keVの低電離の鉄輝線である。そこで, これらの成分が観測しやすいと考えられる天体を観測対象として

選んだ。まず、軟 X 線超過は約 1 keV 近くに光度のピークが現れる成分である。そこで、このエネルギー帯域で非常に大きな有効面積を持つ NICER(図 4.2) で観測されているすべての降着型 X 線パルサーについて解析を行った。一方で、このエネルギー帯域では星間吸収の効果を非常に顕著に受ける。そこで、天の川銀河の中心に比べて星間吸収の影響が小さく降着型パルサーが多数観測されているマゼラン雲の天体は重要な天体となる。そこで、マゼラン雲を広範囲にわたって観測している XMM-Newton で観測された大質量 X 線連星パルサーのアーカイブデータを確認し、スペクトルが作成可能な天体について解析を行った。一方で、低電離の鉄輝線はその発生源となる物質が周りに存在しない場合や金属量が極端に小さな場合には観測が困難になる。そこで、軟 X 線超過の検出が確認可能か判断するために吸収が比較的大きな ($\sim 10^{23} \text{ cm}^{-2}$) 天体についても複数の天体で解析を行った。加えて、Suzaku 衛星は降着型パルサーを多数長時間観測している衛星である。そこで、NICER で観測されていない天体の追加解析を行うために Suzaku 衛星の観測データも用いた。それらをまとめたものが図 4.12 である。この図は本研究での解析の結果(後述, 5章), 鉄輝線と軟 X 線超過が検出できた天体で作成したベン図である。赤色の円内の天体は鉄輝線が観測された天体であり, 青色の円内は軟 X 線超過が検出された天体である。ベン図の外にある天体はどちらも検出されなかった。本研究ではこれらの天体のうちとくにどちらもの放射が確認されている 10 個の天体について詳細な解析を行った。これらの天体の解析結果については次章で述べる。また, 本研究で解析を行った天体についての諸性質は表 4.2 にまとめた。

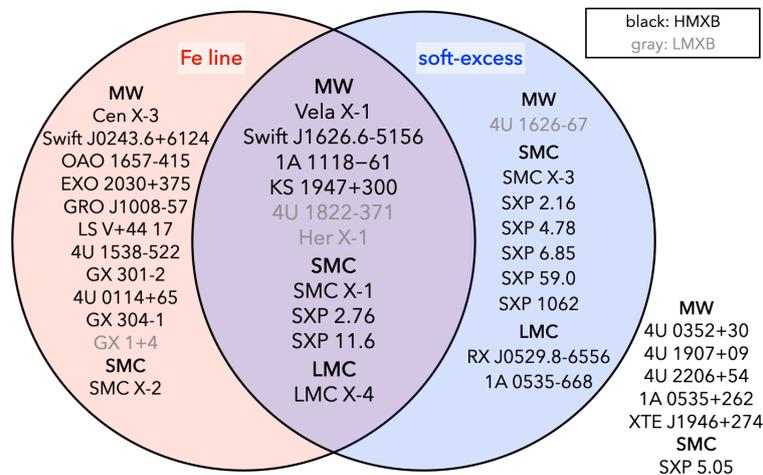


図 4.12: 本研究で解析した天体。黒文字が大質量 X 線連星, 灰色文字が小質量 X 線連星。また赤い領域は鉄輝線が確認できた天体, 青い領域は軟 X 線の超過が確認できた天体。

表 4.2: 解析した天体の基本情報

Source ^w	Class	Distance (kpc)	Companion ^e	P_{spin} (s)	P_{orb} (days)	Magnetic field	Observatory
Milky Way(MW)							
Cen X-3	HMXB	6.784	O6-7 II-III	4.80188	2.033	2.2×10^{12} G ^g	NICER
Swift J0243.6+6124	HMXB	5.189	O9.5V	9.8661	28.3		NICER
Swift J1626.6-5156^a	HMXB	10	B0Ve	15.346577 ^b	132.89 ^b	0.86×10^{12} G ^b	NICER
KS 1947+300	HMXB	15.126 ^b	B0Ve	18.7 ^b	40.415 ^b	1.1×10^{12} G ^h	Suzaku
XTE J1946+274	HMXB	13.139	B0-1IV-Ve	15.78801	172.7		Suzaku
OA0 1657-415	HMXB		Ofpe/WN9	37.03322	10.44812	3.2×10^{12} G ^g	NICER
EXO 2030+375	HMXB	2.41	B0Ve	41.306	46.0214	11×10^{12} G ^g	NICER
GRO J1008-57	HMXB	3.536	B0e	93.587	247.8	6.7×10^{12} G ^q	NICER
1A 0535+262	HMXB	1.793	O9.5III-Ve	103.4	110.3	4.3×10^{12} G ^g	Suzaku
LS V+44 17	HMXB	2.444	B0.2Ve	202.5	150		NICER
GX 304 - 1	HMXB	1.856	B2Vne	272	132.5		Suzaku
Vela X-1	HMXB	1.96 ^b	B0.5Iae-1b	283 ^b	8.96302 ^b	2.1×10^{12} G ^g	NICER
4U 2206+54	HMXB	3.104	O9.5Vep	392	9.558		Suzaku
1A 1118-615	HMXB	2.899 ^b	O9.5III-Ve	405.3 ^b	24 ^b	6×10^{12} G ⁱ	Suzaku
4U 1907+09	HMXB	5.351	O9.5Iab	437.5	8.3753	1.6×10^{12} G ^g	NICER
4U 1538-522	HMXB	5.614	B0.2Ia	526.42	3.72831	1.8×10^{12} G ^r	NICER
GX 301-2	HMXB	3.604	B1.5Iaeq	680	41.498	3.1×10^{12} G ^g	NICER
4U 0352+30	HMXB	0.595	B1Ve	837.6712	250.3		Suzaku
4U 0114+65	HMXB	4.475	B1Iae	10008	11.5983		Suzaku
4U 1626-67	LMXB			7.68 ^u	~ 2490 s ^{u,v}		NICER
4U 1822-371	LMXB	2.0 ^c		0.592 ^c	0.232 ^b	0.088×10^{12} G ^j	NICER
GX 1+4	LMXB	4.3 ^s		114 ^k			NICER
Her X-1	LMXB	6.6 ^d		1.24 ^d	1.7 ^d	2.9×10^{12} G ^g	NICER
LMC							
1A 0535-668	HMXB	49.9 ^l	B0.5/1II/III	0.069	16.6515		NICER
LMC X-4	HMXB	49.9 ^l	O8III ^e	13.5 ^b	1.40841 ^b	30×10^{12} G ⁿ	Suzaku
RX J0529.8-6556	HMXB	49.9 ^l	B0.5Ve	69.5			NICER
SMC							
SMC X-1	HMXB	60.6 ^m	sg	0.717 ^b	3.9 ^b	4.2×10^{12} G ^o	NICER
SXP 2.16	HMXB	60.6 ^m	Be?	2.165			XMM
SMC X-2	HMXB	60.6 ^m	Be	2.37	18.4		NICER
SXP 2.76	HMXB	60.6 ^m	Be	2.76 ^b	82.4 ^b	0.65×10^{12} G ^p	XMM
SXP 4.78	HMXB	60.6 ^m	Be?	4.78			XMM
SXP 5.05	HMXB	60.6 ^m	Be	5.05	17.2		XMM
SXP 6.85	HMXB	60.6 ^m	Be	6.85	21.9		XMM
SMC X-3	HMXB	60.6 ^m		7.78	44.9		NICER
SXP 11.6	HMXB	60.6 ^m	Be?	11.6 ^b	35.1 ^b		XMM
SXP 59.0	HMXB	60.6 ^m		59.07	62.1		XMM
SXP 1062	HMXB	60.6 ^m	Be	1062			XMM

^aDeCesar et al. (2013), ^bFortin et al. (2023), ^cJain et al. (2010), ^dLiu et al. (2007), ^eFalanga et al. (2015), ^fHickox et al. (2004), ^gKarino (2007), ^hFürst et al. (2014), ⁱSuchy et al. (2011), ^jIaria et al. (2015), ^kSakao et al. (1990), ^lPietrzyński et al. (2013), ^mHilditch et al. (2005), ⁿShtykovskiy & Gilfanov (2005), ^oPradhan et al. (2020), ^pSidoli et al. (2015), ^qMihara et al. (2014), ^rMakishima et al. (1999), ^sGonzález-Galán et al. (2012), ^uMiddleditch et al. (1981), ^v2491.06 or 2492.32 s, ^w 大字は鉄輝線と軟 X 線超過の両成分が検出できた天体,

4.3 解析に用いたデータとデータ処理

スペクトル解析で用いた観測データとそれぞれの成分 (低電離の鉄輝線, 高階電離した鉄輝線, 軟 X 線超過) の検出の有無は表 4.3 にまとめた (後述, 5 章). また, データ処理は NASA が提供する高エネルギー天文学解析用のソフトウェア HEASoft ver.6.31.1 のツールを用いて, 以下のように行った.

4.3.1 NICER の XTI データの処理

NICER のイベントデータは, `nicerl2` を用いて, 標準的なキャリブレーションとスクリーニングを行った. 続いて, これによって生成されたイベントファイルを元に `nibackgen3c50` を用いて, バックグラウンドとソースのスペクトルファイルを作成した. そして, 有効面積と検出器の応答関数に関するレスポンスファイルを, それぞれ `nicerarf` と `nicerrmf` を用いて作成した.

4.3.2 Suzaku の XIS データの処理

ソース領域とバックグラウンド領域を指定するファイルを `ds9` を用いて作成した. そして, `xselect` を用いて, その領域でイベントファイルにフィルターをかけ, ソース領域とバックグラウンド領域のスペクトルファイルを作成した. レスポンスファイルの作成には `xissimarfgen` と `xisrmfgen` を用いた.

4.3.3 XMM-Newton の MOS データの処理

XMM-Newton の解析は, SAS 19.1.0 を用いて解析を行った. 領域指定用のファイルは `ds9` を用いて作成した. そして, `evselect` を用いて, その領域でイベントファイルにフィルターをかけ, ソース領域とバックグラウンド領域のスペクトルファイルを作成した. レスポンスファイルの作成には `arfgen` と `rmfgen` を用いた.

表 4.3: 本解析に使用したデータと鉄輝線と軟 X 線超過の検出の有無 (低電離の鉄輝線 (low-ionized), 高階電離した鉄輝線 (highly ionized), 軟 X 線超過 (soft excess))

Source ^a	Observatory	Detector	ObsID	Observation date	Exposure(ks)	low-ionized	highly ionized	soft excess
MW								
Cen X-3	NICER	XTI	1034070103	2017/07/26	2.3	Y	N	N
Swift J0243.6+6124	NICER	XTI	1050390103	2017/10/04-05	19.4	Y	N	N
Swift J1626.6-5156	NICER	XTI	4202070101	2021/03/11	2.8	N	Y	Y
KS 1947+300	Suzaku	XIS1	908001020	2013/11/22-23	5.7	Y	Y	Y
XTE J1946+274	Suzaku	XIS1	405041010	2010/10/11-13	34.8	N	N	N
OA0 1657-415	NICER	XTI	3649010101	2020/04/22	2.7	Y	N	N
EXO 2030+375	NICER	XTI	4201960108	2021/08/25	7.8	N	Y	N
GRO J1008-57	NICER	XTI	1034050103	2017/08/09	5.3	Y	N	N
1A 0535+262	Suzaku	XIS1	404054010	2009/08/24-26	22.5	N	N	N
LS V+44 17	NICER	XTI	5203610102	2022/12/29-30	8	Y	N	N
GX 304-1	Suzaku	XIS1	406060010	2012/01/31-02/02	14	Y	N	N
Vela X-1	NICER	XTI	1020200108	2017/12/10	3.5	Y	N	Y
4U 2206+54	Suzaku	XIS1	402069010	2007/05/16-17	72.9	N	N	N
1A 1118-615	Suzaku	XIS1	403050010	2009/01/28	18.3	Y	N	Y
4U 1907+097	NICER	XTI	4202340102	2021/11/12-13	4	N	N	N
4U 1538-522	NICER	XTI	4594010103	2021/08/07	14.6	Y	N	N
GX 301-2	NICER	XTI	1010220103	2019/02/04	1.9	Y	N	N
4U 0352+30	Suzaku	XIS1	407088010	2012/08/27-31	118.4	N	N	N
4U 0114+65	Suzaku	XIS1	406017010	2011/07/21-22	86.6	Y	N	N
4U 1626-67	NICER	XTI	5661010101	2022/03/18	9.0	N	N	Y
4U 1822-371	NICER	XTI	5202780101	2022/06/04	10.4	Y	Y	Y
GX 1+4	NICER	XTI	5559010601	2022/04/14	2.4	Y	N	N
Her X-1	NICER	XTI	3602010101	2020/10/24	0.5	Y	Y	Y
LMC								
1A 0535-66	NICER	XTI	5203560111	2022/12/03	6.4	N	N	Y
LMC X-4	Suzaku	XIS1	702036020	2008/04/05-06	20.5	Y	N	Y
RX J0529.8-6556	NICER	XTI	3585010101	2020/06/12	6.0	N	N	Y
SMC								
SMC X-1	NICER	XTI	3638010102	2020/11/20	5.02	Y	N	Y
SXP 2.16	XMM	MOS1	0763590401	2015/11/07	23.7	N	N	Y
SMC X-2	NICER	XTI	5202830115	2022/07/09	2.3	Y	N	N
SXP 2.76	XMM	MOS1	0674730201	2014/03/14-15	19.7	Y	N	Y
SXP 4.78	NICER	XTI	1200410116	2018/11/28	11.5	N	N	Y
SXP 5.05	XMM	MOS1	0700580601	2013/12/26	18.7	N	N	N
SXP 6.85	XMM	MOS1	0402000101	2006/10/03	21.6	N	N	Y
SMC X-3	XMM	MOS1	0793182901	2016/10/14-15	32.4	N	N	Y
SXP 11.6	XMM	MOS1	0780312701	2016/05/07	24.01	Y	N	Y
SXP 59.0	XMM	MOS1	0740071301	2017/04/14	14.5	N	N	Y
SXP 1062	XMM	MOS1	0853980901	2019/11/21-22	34.6	N	N	Y

^a 太字は鉄輝線と軟 X 線超過の両成分が検出できた天体

第 5 章

X線スペクトル解析

5.1 概要

本研究では XSPEC ver.12.13.0c を用いて、前章で選定した 37 個の降着型 X 線パルサーに対して系統的なスペクトル解析を行った (表 4.2). その結果, 19 天体で軟 X 線超過を検出することができ, 23 天体から鉄輝線を検出した (5.4 節). このうち軟 X 線超過と鉄輝線の両成分が検出できた天体は 10 天体であった (表 4.3).

本章では, 典型的なスペクトル解析の流れを説明するため, この 10 天体のうち Her X-1, SMC X-1, Vela X-1 という 3 天体を選んで紹介する. これらはどれも X 線で明るく輝く降着型パルサー ($\sim 10^{37-38}$ erg/sec) で, それぞれの天体は次に述べる特徴を持つ. それ以外の天体については, パラメータを 5.4 節で, スペクトルを付録 A で紹介し, 全天体の包括的な解釈を考える.

まず, Her X-1 は質量 $\sim 2M_{\odot}$ の A 型星とパルサーからなる小質量 X 線連星である (Crampton & Hutchings 1974). 中性子星の自転周期は 1.24 s, 公転周期は 1.7 days である. この天体は主に RLOF によって質量降着が起こっている天体で, 円盤の歳差運動が要因と考えられる約 35 日周期の光度変動が確認されている (Hutchings et al. 1985). また, この天体の X 線スペクトルには 1 keV 付近に未解明の成分が存在が確認されている. これは高階電離した鉄の L 輝線であるという説があるが, 十分に議論されていない (Endo et al. 2000, Fiume et al. 1988). 比較的小さな質量の恒星を伴星として持つ一方で, 大質量 X 線連星のようなスペクトルを示すといった特徴を持つため, 中質量 X 線連星に分類されることもある.

次に, SMC X-1 は小マゼラン雲にある B 型超巨星とパルサーからなる大質量 X 線連星である. 中性子星の自転周期は 0.71 s, 公転周期は 3.89 days となっている. SMC X-1 は RLOF によって質量輸送が起こり, 円盤を形成する代表的な天体である. Her X-1 と同様に, 降着円盤の歳差運動による約 60 日周期の光度変動がある (Gruber & Rothschild 1984). また, この天体では中性子星が恒星によって隠される食が観測されている.

最後に, Vela X-1 は天の川銀河にある B 型超巨星とパルサーからなる大質量 X 線連星である. 中性子星の自転周期は 283.2 s, 公転周期は 8.96 days となっている. この天体では恒星がロッシュローブを満たしていないため, 星風降着によって質量輸送が起こっていると考えられている. この天体でも食が観測されている. 食の前後では中性子星からの直接の放射が遮られ, 降着円筒からの放射がパルサー遠方の星風を照らすことで星風物質に由来する輝線が確認されている (Nagase et al. 1994, Schulz et al. 2002). このように Vela X-1 は星風降着型の代表的な天体である.

5.2 フィッティングモデル

3 章で述べたように降着型パルサーの $\sim 2\text{--}10$ keV の X 線スペクトルには, べき関数でフィッティングした際に残差成分が生じることが指摘されている. それは主に鉄輝線付近の構造と軟 X 線超過である. 前者はガウス関数 (gauss) で, 後者は $kT \sim 0.1$ keV の黒体放射 (body) で近似される. そこで, 本研究では, 連続成分にカットオフ付きのべき関数 (cutoffpl) またはべき関数 (powerlaw), 広く使われている星間吸収 (tbabs, The Tuebingen-Boulder ISM absorption model, Wilms et al. 2000) を用いた, 次のモデルでスペクトルフィッティングを行った. なお, 本研究では, 誤差は全て 1σ エラーとした.

$$model : tbabs \times (\{cutoffpl \text{ or } powerlaw\} + body + n \times gauss) \quad (5.1)$$

モデル 5.1 の各成分について説明する. まず, tbabs は星間吸収モデルである. 吸収量は水素の柱密度 N_H として計算される. すなわち, N_H は全く吸収がなかった場合のあるエネルギーの X 線フラックスを F_0 , 距離 d に渡って, 吸収を受けたフラックスを $F(d)$ とし, 元素 A の個数密度と吸収断面積をそれぞれ n_A, σ_A とすると,

$$F(d)/F_0 = \exp\left(-\sum_A \sigma_A n_A d\right) \quad (5.2)$$

$$= \exp\left(-\left(\sigma_H + \sum_{A \neq H} \sigma_A n_A / n_H\right) n_H d\right) \quad (5.3)$$

$$= \exp\left(-\sigma_{\text{eff}} n_H d\right) \quad (5.4)$$

$$= \exp\left(-\sigma_{\text{eff}} N_H\right) \quad (5.5)$$

となる. ここで, $\sigma_{\text{eff}} \equiv \sigma_H + \sum_{A \neq H} \sigma_A n_A / n_H$. 例えば, 星間物質の個数密度が 1 個/cm³ であるとし, 銀河中心までの距離が 8 kpc であると仮定すると, 吸収量 N_H は 2×10^{21} /cm² となる. N_H は吸収体の組成比の影響を受ける. そこで, 本研究では太陽組成比での X 線帯域の星間吸収をモデル化した Wilms et al. (2000) から得られた値を用いた. 本研究で扱う解析天体の多くは銀河面にある天体であるため, このモデルを用いることができる. 一方で, 解析天体にはマゼラン雲にある天体も含まれている. 天の川銀河とマゼラン雲で

は組成比が異なるため、このような天体ではこれらの吸収を区別する必要がある。そこで、前者に対しては `tbabs` を用い、後者に対しては元素組成比を調整することができる `tbvarabs` を用いて、それらの積を全体の吸収として用いた。ここで、`tbvarabs` は He, C, N, O, Ne, Na, Mg, Al, Si, S, Cl, Ar, Ca, Cr, Fe, Co, Ni の組成比などを変更することが可能な星間吸収のモデルである。そこで、ヘリウムについては太陽組成比のままにし、ヘリウム以外についてはマゼラン雲の鉄アバundanceに固定した。大マゼラン雲および小マゼラン雲の鉄アバundanceは可視光観測から求められた値を用いた(表 2.1)。また、天の川銀河で受ける吸収については、マゼラン雲方向に受ける星間吸収 $N_H = 6.0 \times 10^{20} \text{ cm}^2$ で固定した(Dickey & Lockman 1990)。次に、降着型パルサーのX線スペクトルの連続成分は、10 keV 以上で折れ曲がるが知られている。高エネルギー側にカットオフのあるべき関数 (`cutoffpl`) または単なるべき関数 (`powerlaw`) を用いた。一般にこの成分は前者で近似されるが、解析するエネルギー帯域に比べてカットオフのエネルギーが高い値を持っている場合はカットオフエネルギーが決定できない。この場合は、後者でフィッティングを行った。また、軟X線超過は黒体放射 (`body`) で、低電離の鉄輝線はガウス関数 (`gauss`) でフィッティングした。また、他にも顕著な輝線があればガウス関数を用いた。

5.3 解析の結果

5.3.1 Her X-1

Her X-1 は NICER の観測番号 Observation ID (ObsID) 3602010101 のデータを解析した(表 4.3)。まず、エネルギー帯域は 0.3–10.0 keV とし、星間吸収と連続成分のみを考え、モデル `tbabs×cutoffpl` でフィッティングを行った。ここで、カットオフエネルギーが決定できなかったため、連続成分を `powerlaw` に変更した。また、吸収が小さく、値を決定できなかったため、Fiume et al. (1998) で得られている値 ($5.1 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$) で固定した。このときの残差が図 5.1(e) である。この残差の 0.5 keV 以下に超過放射が確認できたため、黒体放射を追加した。このときの残差が図 5.1(d) であり、1 keV 付近に広がった輝線構造が確認できた。この成分は Oosterbroek et al. (1997) などでは高階電離した鉄の L 輝線の複合体であるとされているが、熱的放射、吸収端を持った黒体放射、黒体放射のコンプトン散乱などの説があり、決着はついていない(Endo et al. 2000)。この構造は本論文の対象外であるが、ここでは、この構造が鉄の L 輝線であると考えて、1 keV 付近にガウス関数を追加した。

さらに、残差(図 5.1(c))の 6 keV 付近には輝線構造が確認された。Her X-1 の広がった鉄 K 輝線は Choi et al. (1994), Asami et al. (2014) などで報告されている。そこで、6 keV 付近にガウス関数を追加した。これにより得られた結果が図 5.1(a) と残差 (b) である。このときのベストフィットパラメータは表 5.1(`gauss×2`) にまとめた。このフィット結果か

ら鉄 K 輝線 (Gaussian2) の中心エネルギーは 6.7 keV とヘリウム様に近い状態の鉄からの輝線であると考えられ、輝線幅は 1.3 keV と非常に広い。とくに輝線周りに注目して、ここにガウス関数を入れなかった場合の残差と比較したものが図 5.2 である。ガウス関数を入れなかった場合の残差には 6 keV 付近の広範囲に超過が確認された。降着型パルサーの中にはこのように広がった鉄 K 輝線を持つものがいくつか存在し、今回解析した天体では、LMC X-4(図 5.5) や次に紹介する SMC X-1 などはこのような鉄 K 輝線が確認されている。

さらに、図 5.1 の鉄 K 輝線周りの残差を確認すると、幅の狭い輝線が確認できる。そこで、さらにガウス関数を追加した。このとき、広がった鉄 K 輝線と同時にフィッティングすることが困難だったため、追加したガウス関数のパラメータ以外を全て固定して、フィッティングを行った。このときのスペクトルと残差が図 5.3 であり、ベストフィットパラメータは表 5.1(gauss×3) にまとめた。また、3つのガウス関数を用いたモデルを用いた場合の $\nu F(\nu)$ は図 5.4 のようになる。

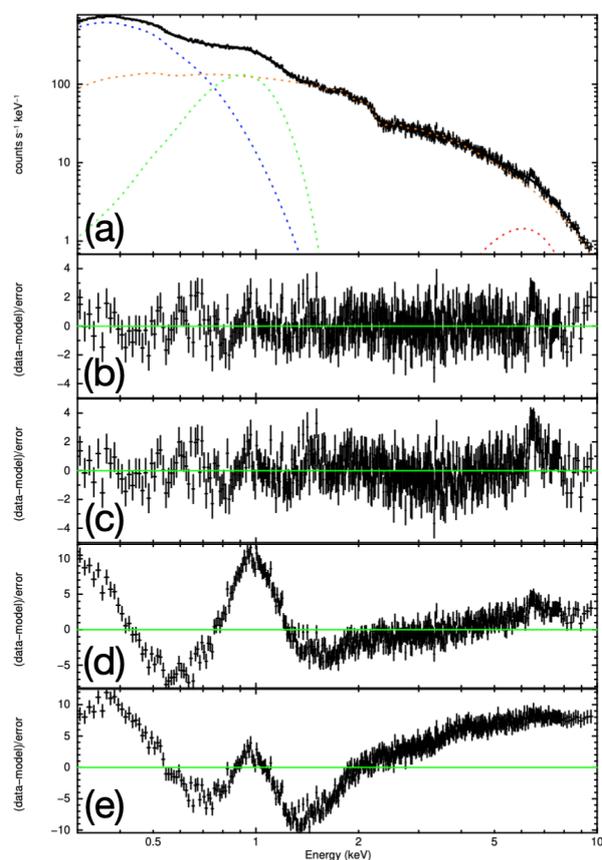


図 5.1: Her X-1 の 0.3–10 keV の X 線スペクトル (高階電離の鉄 K 輝線と鉄 L 輝線として 2 つのガウス関数を加えた場合). (a) 黒い実線がフィッティングモデル全体を表している. 点線はフィッティングモデルに用いた各成分を表している. 点線はフィッティングモデルに用いた各成分を表している. オレンジ色は連続成分, 青色は軟 X 線超過, 赤色はヘリウム様の鉄 $K\alpha$ 輝線, 緑色は高階電離した鉄 L 輝線. (b)(a) のモデルとデータの残差. (c)(d)(e) はそれぞれ以下のモデルでフィッティングした際の残差. (c) $tbabs \times (powerlaw + bbody + gauss)$. (d) $tbabs \times (powerlaw + bbody)$. (e) $tbabs \times powerlaw$. したがって, パネル e, d, c, b の順番によりフィットが改善している.

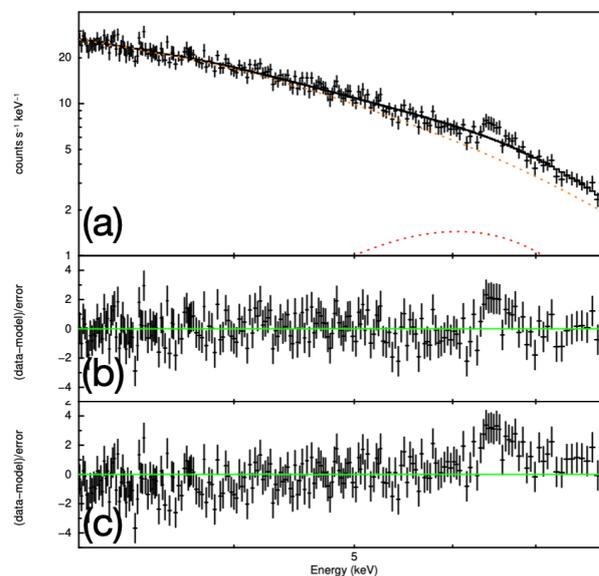


図 5.2: Her X-1 の鉄輝線まわり (3–8 keV) の X 線スペクトル (高階電離の鉄 K 輝線と鉄 L 輝線として 2 つのガウス関数を加えた場合). (a) 黒い実線がフィッティングモデル全体を表している. 点線はフィッティングモデルに用いた各成分を表している. オレンジ色は連続成分, 青色は軟 X 線超過, 赤色はヘリウム様の鉄 $K\alpha$ 輝線, 緑色は高階電離した鉄 L 輝線. (b)(a) のモデルとデータの残差. (c)(a) のモデルから広がった鉄 K 輝線のガウス関数を除いたモデルでフィッティングした場合の残差

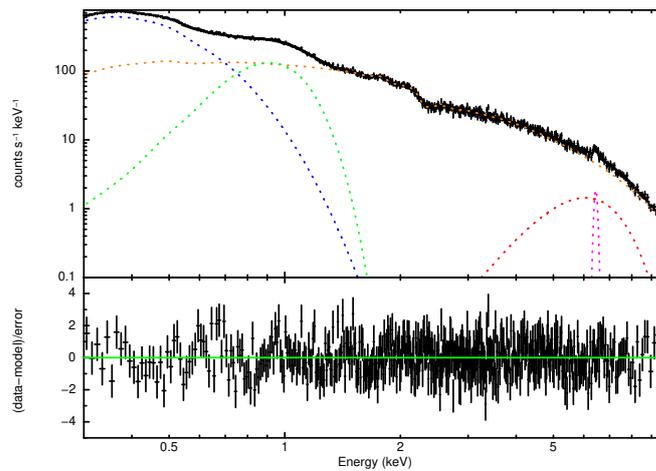


図 5.3: Her X-1 の X 線スペクトル (高階電離の鉄 K 輝線と鉄 L 輝線, 低電離の鉄輝線として 3 つのガウス関数を加えた場合). 黒い実線がフィッティングモデル全体を表している. 点線はフィッティングモデルに用いた各成分を表していて, オレンジ色は連続成分, 青色は軟 X 線超過, 赤色はヘリウム様の鉄 $K\alpha$ 輝線, マゼンダは低電離の鉄 $K\alpha$ 輝線, 緑色は高階電離した鉄 L 輝線.

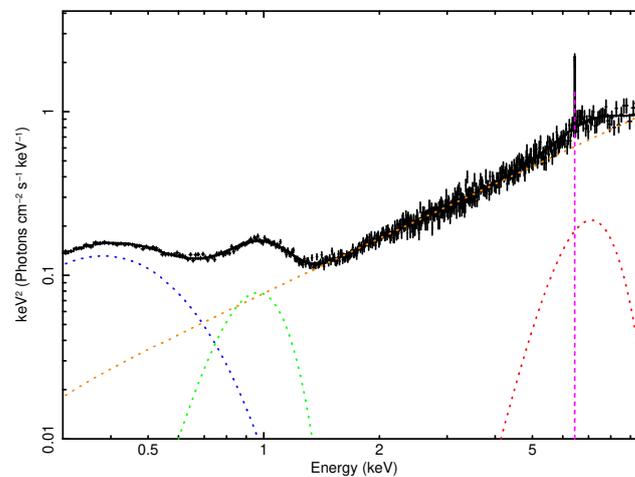


図 5.4: Her X-1 のフィット結果 (高階電離の鉄 K 輝線と鉄 L 輝線, 低電離の鉄輝線として 3 つのガウス関数を加えた場合) の $\nu F(\nu)$. 黒い実線がフィッティングモデル全体を表している. 点線はフィッティングモデルに用いた各成分を表していて, オレンジ色は連続成分, 青色は軟 X 線超過, 赤色はヘリウム様の鉄 $K\alpha$ 輝線, マゼンダは低電離の鉄 $K\alpha$ 輝線, 緑色は高階電離した鉄 L 輝線.

表 5.1: Her X-1 のフィット結果

Component	Parameter ^a	gauss×2	gauss×3
Absorption(tbabs)	$N_{\text{H}}(10^{19} \text{ cm}^{-2})$	5.1(fixed)	5.1(fixed)
Continuum(powerlaw)	Photon Index	$0.897^{+0.027}_{-0.023}$	0.897(fixed)
	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]$	-8.85 ± 0.01	-8.85(fixed)
Blackbody(bbody)	kT (keV)	0.092 ± 0.001	0.092(fixed)
	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]$	-9.62 ± 0.004	-9.62(fixed)
Gaussian1(gauss)	Center energy (keV)		$6.45^{+0.02}_{-0.03}$
	σ (keV)		<0.08
	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]$		-10.9 ± 0.1
	EW (keV)		0.06 ± 0.01
Gaussian2(gauss)	Center energy (keV)	$6.68^{+0.11}_{-0.10}$	6.68(fixed)
	σ (keV)	$1.26^{+0.24}_{-0.22}$	1.26(fixed)
	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]$	$-9.81^{+0.09}_{-0.10}$	-9.81(fixed)
	EW (keV)	$1.01^{+0.20}_{-0.15}$	1.01(fixed)
Gaussian3(gauss)	Center energy (keV)	$0.890^{+0.006}_{-0.007}$	0.890(fixed)
	σ (keV)	$0.189^{+0.006}_{-0.005}$	0.189(fixed)
	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]$	-10.2 ± 0.02	-10.2(fixed)
	EW (keV)	$0.40^{+0.01}_{-0.02}$	0.40(fixed)
	$\chi^2/\text{d.o.f}$	514.27/482	487.97/482

^a フラックスのエネルギー範囲は 0.2–10.0 keV である。

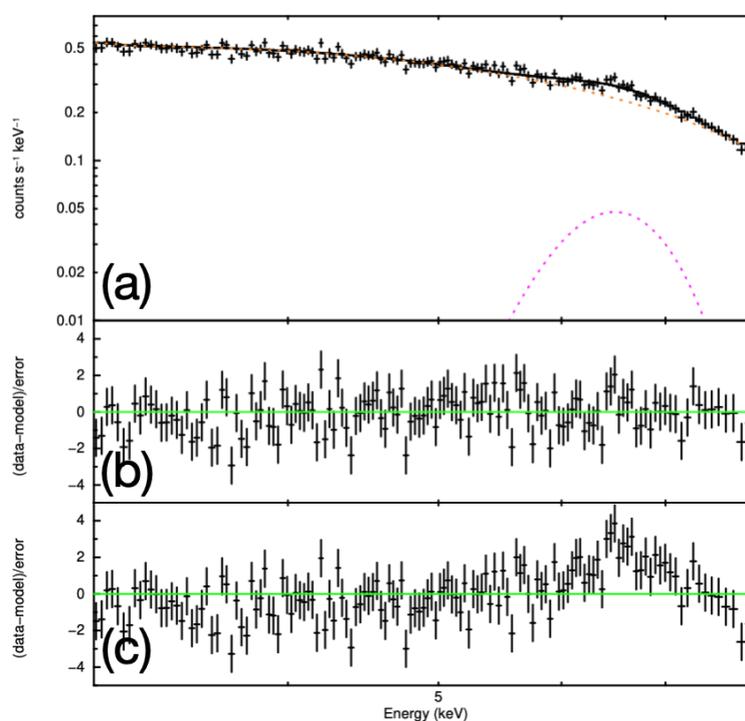


図 5.5: LMC X-4 の鉄輝線まわり (3–8 keV) の X 線スペクトル. (a) 黒い実線がフィッティングモデル全体を表している. 点線はフィッティングモデルに用いた各成分を表していて, オレンジ色は連続成分, マゼンダは広がった低電離の鉄 $K\alpha$ 輝線. (b)(a) のモデルとの残差. (c)(a) のモデルから広がった鉄 K 輝線のガウス関数を除いたモデルでフィッティングした場合の残差. (c) では, 6 keV 付近に明らかに広がった鉄 K 輝線が確認できる.

5.3.2 SMC X-1

SMC X-1はNICERで観測されたObsID3638010102のデータを用いて解析した(表4.3). まず, 軟X線超過の有無を確認するために, エネルギー範囲0.3–10.0 keVの範囲で, 星間吸収のモデル($tbabs \times tbvarabs$)に連続成分を $cutoffpl$ をかけたモデルでフィッティングを行った. すると, 残差は図5.6(d)になった. したがって, 1 keV以下に顕著な超過が確認できたので, ここに黒体放射モデルを追加した. 残差は5.6(c)となり, 6 keV付近に超過の兆候が確認できた. この構造はWoo et al. (1995)においては, 広がった鉄輝線であると考えられている. そこで, 本解析でも6 keV付近にガウス関数を追加した. このときのフィッティングの結果と残差が図5.6(a)(b)であり, ベストフィットパラメータは表5.2にまとめた. また, 図5.7では, 鉄輝線周りでガウス関数を入れた場合(b)と入れなかった場合(c)で残差を比較した. (c)では, 6 keV周りで全体的に超過があり, それがガウス関数を入れることで改善されていることがわかる. ここで, ガウス関数の中心エネルギーは6.5 keVであり, これは低電離の鉄輝線だと考えられる. 一方で, その輝線幅は約0.6 keVと有意に広がっている. また, このフィット結果の $\nu F(\nu)$ は図5.8のようになる.

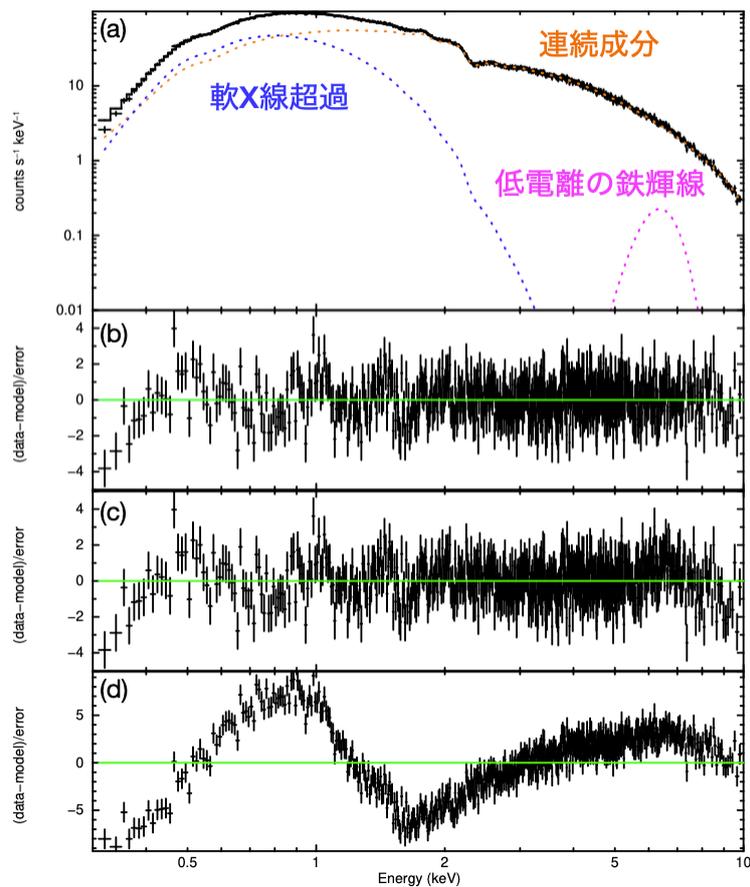


図 5.6: SMC X-1 の X 線スペクトル. (a) スペクトルとモデル. 黒い実線がモデル全体を表している. 点線はフィッティングに用いた各成分を表していて, オレンジ色は連続成分 (cutoffpl), 青色は軟 X 線超過 (bbody), マゼンダは低電離の鉄 $K\alpha$ 輝線 (gauss) を表している. (b) 実データとモデル $\text{tbabs} \times \text{tbvarabs} \times (\text{cutoffpl} + \text{bbody} + \text{gauss})$ でのフィット結果との残差. (c) gauss を除いたフィット結果との残差. (d) gauss と bbody を除いたフィット結果との残差.

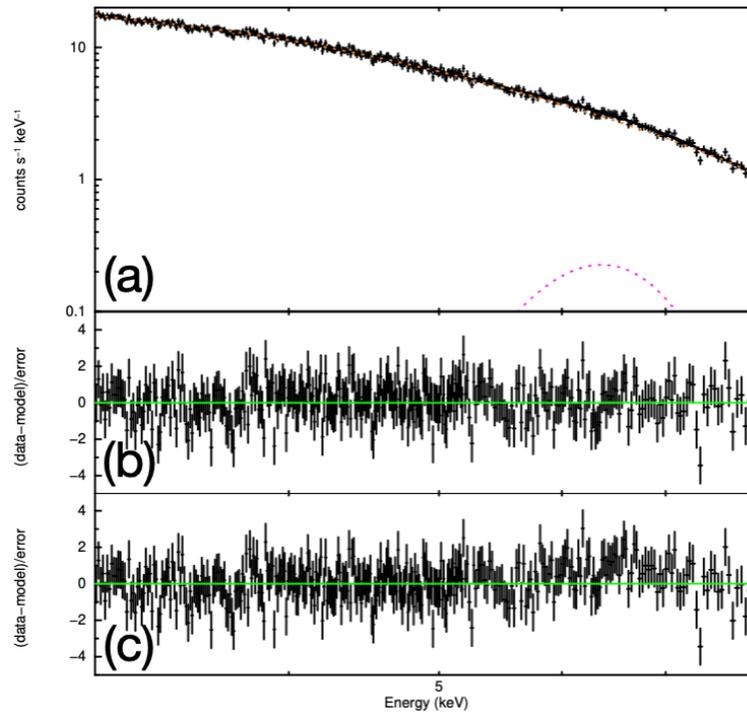


図 5.7: SMC X-1 の鉄輝線まわり (3–8 keV) の X 線スペクトル. (a) 黒い実線がフィッティングモデル全体を表している. 点線はフィッティングモデルに用いた各成分を表していて, オレンジ色は連続成分, マゼンダは広がった低電離の鉄 $K\alpha$ 輝線. (b)(a) のモデルとの残差. (c)(a) のモデルから広がった鉄 K 輝線のガウス関数を除いたモデルでフィッティングした場合の残差

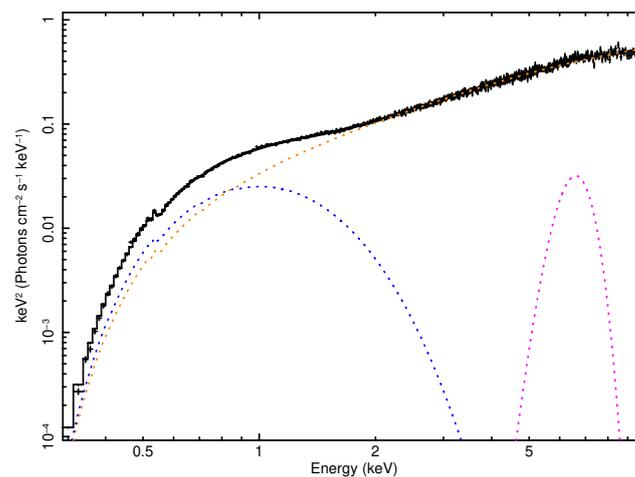


図 5.8: SMC X-1 のフィット結果の $\nu F(\nu)$. 黒い実線がフィッティングモデル全体を表している. 点線はフィッティングモデルに用いた各成分を表していて, オレンジ色は連続成分, 青色は軟 X 線超過, マゼンダは低電離の鉄 $K\alpha$ 輝線.

表 5.2: SMC X-1 のフィット結果

Component	Parameter ^a	
Absorption(tbabs)	N_H (MW)(10^{21} cm^{-2})	0.6(fixed)
Absorption(tbvarabs)	N_H (SMC)(10^{21} cm^{-2})	1.92 ± 0.03
	Z_{Fe}	0.1(fixed)
Continuum(cutoffpl)	Photon Index	0.523 ± 0.027
	Cutoff energy (keV)	$10.5^{+0.7}_{-0.8}$
	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]$	-9.06 ± 0.003
Blackbody(bbody)	kT (keV)	0.220 ± 0.002
	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]$	-10.2 ± 0.01
Gaussian1(gauss)	Center energy (keV)	6.50 ± 0.10
	σ (keV)	$0.58^{+0.25}_{-0.13}$
	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]$	-10.9 ± 0.1
	EW (keV)	$0.117^{+0.034}_{-0.022}$
	$\chi^2/\text{d.o.f}$	705.97/619

^a フラックスのエネルギー範囲は 0.2–10.0 keV である.

5.3.3 Vela X-1

Vela X-1 は NICER で観測された ObsID1020200108 のデータを用いて解析した(表 4.3). このスペクトルには, 6.4 keV 付近に顕著な輝線構造を確認することができた. そのため, まずは, 星間吸収 (tbabs) に連続成分 cutoffpl がかったモデルを用いて, エネルギー範囲 0.3–10.0 keV の範囲で, フィットングを行った. すると, 1 keV 以下に超過が確認されたため, ここに黒体放射を追加した. そして, 6.4 keV に確認できる顕著な低電離の鉄輝線にガウス関数を追加した. そこで, さらに, 1 keV 付近の残差に輝線構造が確認できたので, そこにガウス関数を追加した. そのフィットング結果のベストフィットパラメータは表 5.3 にまとめた. スペクトルと残差は図 5.9 のようになった. この解析で得られた低電離の鉄輝線はほとんど広がっておらず, その幅は検出器のレスポンスによる広がりのみで考えることができる. このような幅の狭い低電離の鉄輝線は多くの降着型パルサーで確認されている. 一方で, 1 keV 以下の残差には, まだ複数の輝線構造が確認できる. これは, Vela X-1 の周囲にある星風からの放射 (Nagase et al. (1994), Schulz et al. (2002)) であると考えられるが, 本研究では注目しない.

表 5.3: Vela X-1 のフィット結果

Component	Parameter ^a	
Absorption(tbabs)	$N_H(10^{21} \text{ cm}^{-2})$	7.99 ± 0.11
Continuum(cutoffpl)	Photon Index	0.333 ± 0.019
	Cutoff energy (keV)	$8.67^{+0.34}_{-0.31}$
	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]$	-8.65 ± 0.001
Blackbody(bbody)	kT (keV)	0.077 ± 0.003
	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]$	-9.83 ± 0.06
Gaussian1(gauss)	Center energy (keV)	$6.38^{+0.006}_{-0.004}$
	σ (keV)	< 0.04
	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]$	-10.8 ± 0.03
	EW (keV)	$0.056^{+0.005}_{-0.004}$
Gaussian2(gauss)	Center energy (keV)	$1.37^{+0.01}_{-0.00003}$
	σ (keV)	0(fixed)
	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]$	-11.8 ± 0.04
	EW (keV)	$0.056^{+0.005}_{-0.004}$
$\chi^2/\text{d.o.f}$		1119.80/847

^a フラックスのエネルギー範囲は 0.2–10.0 keV である。

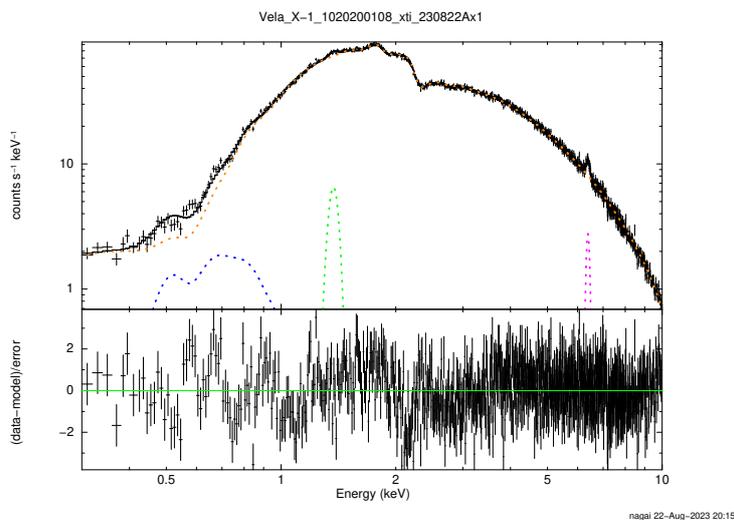


図 5.9: Vela X-1 の X 線スペクトル。黒い実線がフィッティングモデル全体を表している。点線はフィッティングモデルに用いた各成分を表していて、オレンジ色は連続成分、青色は軟 X 線超過、マゼンダは低電離の鉄 $K\alpha$ 輝線。

5.4 解析のまとめ

この節では、解析結果の主要なパラメータについて紹介する。まず、星間吸収について考える。吸収量のベストフィットパラメータは表 5.4 でまとめた。今回の解析では、 $N_H \sim 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ となるような星間吸収の大きな天体も確認された。そこで、星間吸収によって降着型パルサーのスペクトルがどのように変化するかを確認する。図 5.10 はスペクトルと $\nu F(\nu)$ について吸収量が異なる 3 天体で比較した図である。(a) の天体は SMC X-1 であり、 $N_H = 2.52(3) \times 10^{21} / \text{cm}^2$, (b) の天体は Swift J1626.6-5156 であり、 $N_H = 1.03_{-0.05}^{+0.06} \times 10^{22} / \text{cm}^2$, (c) の天体は OAO 1657-415 であり、 $N_H = 7.35(6) \times 10^{22} / \text{cm}^2$ である。吸収は (a)(b)(c) の順で大きくなっていき、それにしたがって低エネルギー側は削られていく。このように軟 X 線超過のエネルギー帯は吸収の影響を受けやすいことが分かる。

これらの全天体の解析結果について、連続成分のパラメータは表 5.5 に、軟 X 線超過のパラメータは表 5.6 に、低電離の鉄輝線のパラメータは表 5.7 に高階電離した鉄 K 輝線のパラメータは表 5.8 にまとめた。ここで、軟 X 線超過と鉄輝線については、フィットでそのような成分がなくとも、フィッティングが完了した場合には、未検出として扱うこととした。そこで、表には検出できた天体のみのパラメータをまとめた。鉄輝線は 23 天体で検出することができ、とくに低電離の鉄輝線は 21 天体で、ヘリウム様の鉄輝線は 4 天体で、水素様の鉄輝線は 1 天体で検出した。低電離の鉄輝線の中心エネルギーは多くの天体では 6.4 keV 付近であったが、LMC X-4 と SMC X-1, SMC X-2 では、6.5–6.6 keV 付近となっていた。一方で、軟 X 線超過は 19 天体で検出することができ、黒体放射の温度のヒストグラムは図 5.11 のように与えられ、典型的には 0.1–0.2 keV の値をとった。また、連続成分、軟 X 線超過、低電離の鉄輝線のフラックスのヒストグラムは、それぞれ図 5.12, 図 5.13, 図 5.14 となる。これらの図から連続成分のフラックスは 10^{-11} – $10^{-8} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$, 軟 X 線超過のフラックスは 10^{-12} – $10^{-10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$, 低電離鉄輝線のフラックスは 10^{-12} – $10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ といった値を主にとることがわかる。

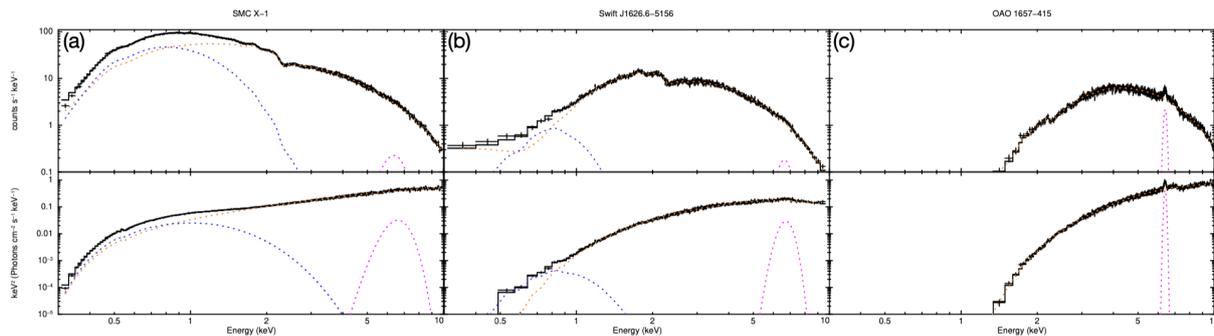


図 5.10: 降着型パルサーのスペクトルと星間吸収. (a)(b)(c) は3つの異なる天体のスペクトル(上のパネル)と $\nu F(\nu)$ (下のパネル). 左から順に吸収は大きくなる. エネルギー範囲は0.3–10 keV. 黒い実線はフィッティングモデル全体を表している. 点線はフィッティングモデルに用いた各成分を表していて, オレンジ色は連続成分, 青色は軟X線超過, マゼンダは低電離の鉄 $K\alpha$ 輝線. (a)SMC X-1, $N_H = 2.52(3) \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$, (b)Swift J1626.6-5156, $N_H = 1.03_{-0.05}^{+0.06} \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, (c)OAO 1657-415, $N_H = 7.35(6) \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ の場合である.

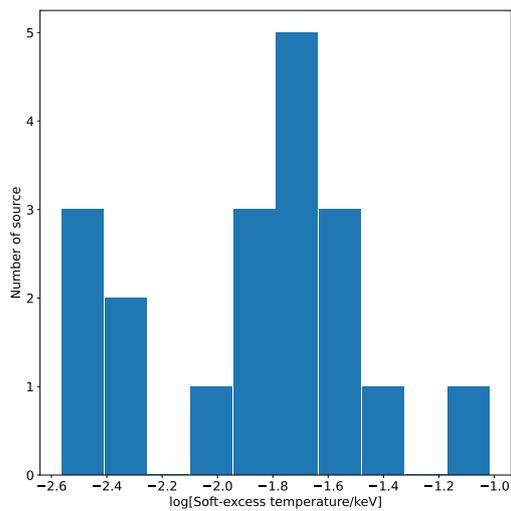


図 5.11: 軟X線超過の黒体放射温度のヒストグラム.

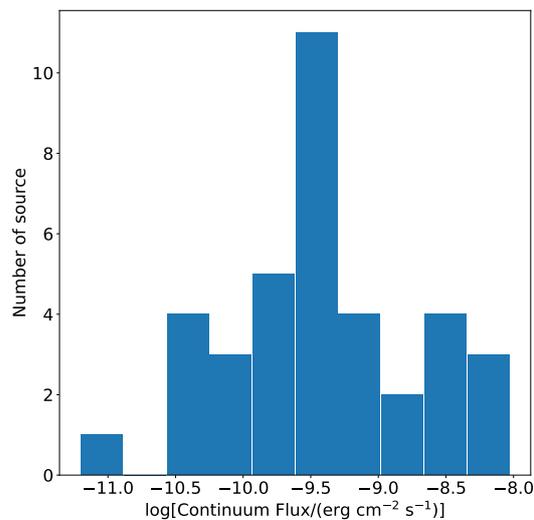


図 5.12: 連続成分のフラックスのヒストグラム.

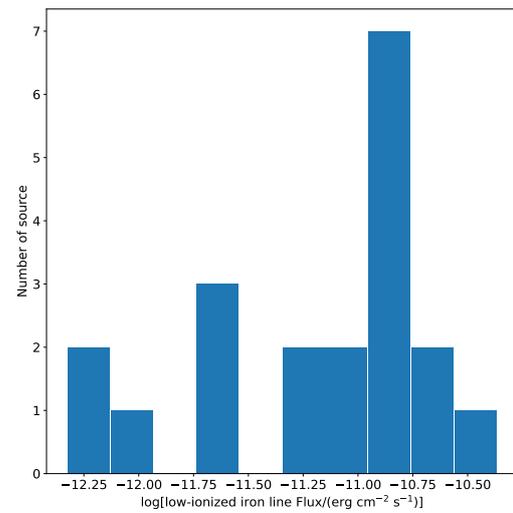
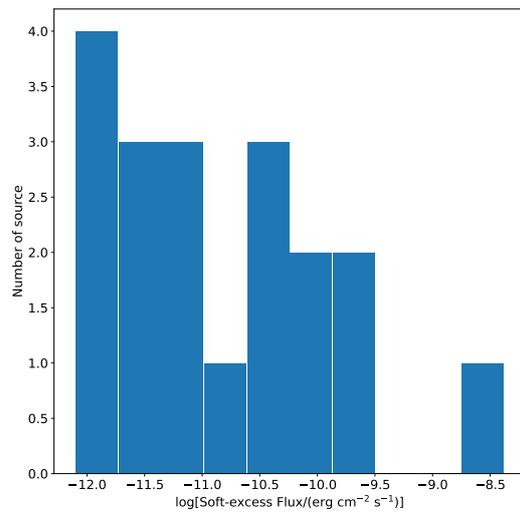


図 5.13: 軟 X 線超過の黒体放射温度のヒストグラム. 図 5.14: 低電離鉄輝線のフラックスのヒストグラム.

表 5.4: 星間吸収のベストフィットパラメータ

Source	N_H (MW) (10^{22} cm $^{-2}$)	N_H (SMC or LMC) (10^{22} cm $^{-2}$)
MW		
Cen X-3	0.93±0.02	
Swift J0243.6+6124	1.060±0.003	
Swift J1626.6-5156	1.03 $^{+0.06}_{-0.05}$	
XTE J1946+274	1.66±0.04	
KS 1947+300	1.37 $^{+0.02}_{-0.01}$	
OA0 1657-415	7.35±0.06	
EXO 2030+375	2.86±0.01	
GRO J1008-57	1.47±0.01	
1A 0535+262	0.61±0.02	
LS V+44 17	0.549±0.003	
GX 304-1	1.32±0.01	
Vela X-1	0.80±0.01	
4U 2206+543	0.52±0.01	
1A 1118-615	0.93±0.06	
4U 1907+097	8.47 $^{+0.59}_{-0.58}$	
4U 1538-522	1.75±0.01	
GX 301-2	50.3±3.7	
4U 0352+30	0.393±0.006	
4U 0114+65	3.05±0.09	
4U 1626-67	0.109 $^{+0.004}_{-0.003}$	
4U 1822-371	0.0848±0.003	
GX 1+4	2.58 $^{+0.11}_{-0.10}$	
Her X-1	0.0051(fixed)	
LMC		
1A 0535-66	0.06(fixed)	0(fixed)
LMC X-4	0.06(fixed)	<0.0268
RX J0529.8-6556	0.06(fixed)	<0.00132
SMC		
SMC X-1	0.06(fixed)	0.192±0.003
SXP 2.16	0.06(fixed)	<0.00193
SMC X-2	0.06(fixed)	0.0252±0.005
SXP 2.76	0.06(fixed)	<0.00439
SXP 4.78	0.06(fixed)	0.304 $^{+0.008}_{-0.007}$
SXP 5.05	0.06(fixed)	0.432 $^{+0.03}_{-0.02}$
SXP 6.85	0.06(fixed)	0.211 $^{+0.10}_{-0.08}$
SMC X-3	0.06(fixed)	0.106±0.008
SXP 11.6	0.06(fixed)	<0.00104
SXP 59.0	0.06(fixed)	0.134±0.020
SXP 1062	0.06(fixed)	0.791 $^{+0.202}_{-0.170}$

表 5.5: 連続成分のベストフィットパラメータ

Source	Photon index	Cutoff energy (keV)	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1})]^a$
MW			
Cen X-3	-0.44 ± 0.03	4.8 ± 0.2	-8.902 ± 0.002
Swift J0243.6+6124	0.385 ± 0.006	12.2 ± 0.2	-8.5098 ± 0.0005
Swift J1626.6-5156	-0.92 ± 0.08	$2.15^{+0.09}_{-0.08}$	$-9.447^{+0.005}_{-0.006}$
XTE J1946+274	0.33 ± 0.05	$8.0^{+0.7}_{-0.6}$	-9.705 ± 0.003
KS 1947+300	1.552 ± 0.006		-8.365 ± 0.002
OA0 1657-415	-2.6 ± 0.2	2.146 ± 0.008	-9.093 ± 0.002
EXO 2030+375	1.225 ± 0.009	24 ± 1	-8.028 ± 0.001
GRO J1008-57	0.67 ± 0.01	37 ± 3	-8.2963 ± 0.0008
1A 0535+262	0.25 ± 0.03	5.3 ± 0.2	-9.473 ± 0.002
LS V+44 17	-0.119 ± 0.007	6.11 ± 0.07	-8.4715 ± 0.0007
GX 304-1	-0.03 ± 0.01	5.44 ± 0.08	-8.3337 ± 0.0008
Vela X-1	0.33 ± 0.02	8.7 ± 0.3	-8.651 ± 0.001
4U 2206+543	-0.09 ± 0.02	4.12 ± 0.08	-9.658 ± 0.001
1A 1118-615	$-1.52^{+0.07}_{-0.03}$	2.53 ± 0.08	-9.339 ± 0.002
4U 1907+097	-1.8 ± 0.3	$2.4^{+0.3}_{-0.2}$	-9.58 ± 0.01
4U 1538-522	1.02 ± 0.02	85^{+71}_{-26}	-9.368 ± 0.002
GX 301-2	-1.1 ± 0.8	$3.7^{+2.6}_{-1.1}$	$-9.14^{+0.05}_{-0.04}$
4U 0352+30	0.29 ± 0.01	3.67 ± 0.04	-9.094 ± 0.001
4U 0114+65	-1.46 ± 0.06	$2.69^{+0.08}_{-0.07}$	-9.818 ± 0.002
4U 1626-67	0.84 ± 0.05	24^{+7}_{-4}	-9.563 ± 0.004
4U 1822-371	-0.18 ± 0.02	5.2 ± 0.1	-9.312 ± 0.002
GX 1+4	-1.1 ± 0.1	3.0 ± 0.2	-9.347 ± 0.005
Her X-1	$0.90^{+0.03}_{-0.02}$		$-8.847^{+0.008}_{-0.009}$
LMC			
1A 0535-66	-1.53 ± 0.02		-9.963 ± 0.006
LMC X-4	0.75 ± 0.01		-9.598 ± 0.003
RX J0529.8-6556	0.86 ± 0.02		-10.382 ± 0.006
SMC			
SMC X-1	0.52 ± 0.03	$10.5^{+0.8}_{-0.7}$	-9.061 ± 0.003
SXP 2.16	0.43 ± 0.02		-10.392 ± 0.004
SMC X-2	0.22 ± 0.02	8.6 ± 0.6	-9.564 ± 0.005
SXP 2.76	0.24 ± 0.04	12.0^{+2}_{-1}	$-9.817^{+0.003}_{-0.004}$
SXP 4.78	0.06 ± 0.02	4.3 ± 0.1	-9.504 ± 0.002
SXP 5.05	0.60 ± 0.04	$6.7^{+0.6}_{-0.5}$	-10.254 ± 0.005
SXP 6.85	0.1 ± 0.2	13^{+15}_{-5}	$-10.40^{+0.01}_{-0.02}$
SMC X-3	0.865 ± 0.009		-9.875 ± 0.002
SXP 11.6	0.933 ± 0.007		$-10.102^{+0.003}_{-0.002}$
SXP 59.0	0.69 ± 0.02		-10.222 ± 0.004
SXP 1062	$-0.2^{+0.3}_{-0.4}$	$3.5^{+1.5}_{-0.9}$	-11.20 ± 0.02

^a フラックスのエネルギー範囲は 0.2-10.0 keV である.

表 5.6: 軟 X 線超過のベストフィットパラメータ

Source	Blackbody temperature(keV)	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]$ ^a
MW		
Swift J1626.6–5156	0.088 ± 0.005	-10.1 ± 0.1
KS 1947+300	0.091 ± 0.003	$-8.38^{+0.06}_{-0.05}$
Vela X-1	0.077 ± 0.003	-9.83 ± 0.06
1A 1118–615	0.26 ± 0.01	$-10.53^{+0.05}_{-0.04}$
4U 1822–371	0.125 ± 0.003	-10.694 ± 0.009
Her X-1	0.0923 ± 0.0007	-9.617 ± 0.004
LMC		
1A 0535–66	0.161 ± 0.002	-11.627 ± 0.005
LMC X-4	$0.178^{+0.002}_{-0.003}$	$-10.374^{+0.028}_{-0.008}$
RX J0529.8–6556	$0.163^{+0.009}_{-0.01}$	$-12.1^{+0.05}_{-0.06}$
SMC		
SMC X-1	0.220 ± 0.002	-10.159 ± 0.008
SXP 2.16	0.174 ± 0.008	-11.95 ± 0.02
SXP 2.76	$0.079^{+0.006}_{-0.007}$	$-11.31^{+0.04}_{-0.03}$
SXP 4.78	0.198 ± 0.005	-11.02 ± 0.02
SXP 6.85	$0.19^{+0.04}_{-0.03}$	$-11.84^{+0.11}_{-0.09}$
SMC X-3	0.213 ± 0.007	-11.31 ± 0.02
SXP 11.6	$0.160^{+0.005}_{-0.006}$	-11.48 ± 0.02
SXP 59.0	0.193 ± 0.009	-11.43 ± 0.03
SXP 1062	0.19 ± 0.02	$-11.79^{+0.13}_{-0.10}$

^a フラックスのエネルギー範囲は 0.2–10.0 keV である。

表 5.7: 低電離の鉄輝線のベストフィットパラメータ

Source	Center energy(keV)	σ (eV)	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]^a$	Equivalent width(eV)
MW				
Cen X-3	$6.38^{+0.006}_{-0.007}$	70 ± 10	-10.66 ± 0.03	130^{+8}_{-7}
Swift J0243.6+6124	$6.415^{+0.008}_{-0.009}$	110^{+20}_{-10}	-10.88 ± 0.03	36 ± 2
KS 1947+300	$6.42^{+0.01}_{-0.02}$	< 34	$-11.17^{+0.1}_{-0.16}$	22^{+13}_{-9}
OA0 1657-415	$6.397^{+0.005}_{-0.006}$	55 ± 9	-10.8 ± 0.02	123^{+8}_{-7}
GRO J1008-57	6.4 (fixed)	220^{+40}_{-30}	$-10.37^{+0.05}_{-0.04}$	75^{+3}_{-5}
LS V+44 17	$6.388^{+0.009}_{-0.005}$	80 ± 10	-10.72 ± 0.03	44^{+3}_{-2}
GX 304-1	$6.413^{+0.005}_{-0.010}$	0 (fixed)	-10.9 ± 0.03	22 ± 2
Vela X-1	$6.382^{+0.006}_{-0.004}$	< 36	-10.84 ± 0.03	56^{+5}_{-4}
1A 1118-615	$6.42^{+0.01}_{-0.02}$	< 56	-11.57 ± 0.06	40 ± 5
4U 1538-522	$6.418^{+0.010}_{-0.011}$	60^{+10}_{-20}	-11.66 ± 0.05	$51(\text{N/A})$
GX 301-2	$6.396^{+0.007}_{-0.006}$	< 43.1	$-10.82^{+0.04}_{-0.05}$	146^{+23}_{-9}
4U 0114+65	6.4 (fixed)	0 (fixed)	$-12.32^{+0.08}_{-0.09}$	21^{+5}_{-3}
4U 1822-371	6.41 ± 0.01	100 ± 20	-11.29 ± 0.04	82^{+10}_{-7}
GX 1+4	$6.408^{+0.005}_{-0.006}$	< 36	$-11.06^{+0.03}_{-0.04}$	140 ± 10
Her X-1	$6.45^{+0.02}_{-0.03}$	< 82	$-10.94^{+0.09}_{-0.12}$	60.0^{+20}_{-10}
LMC				
LMC X-4	6.57 ± 0.05	530^{+90}_{-80}	-11.11 ± 0.07	270 ± 40
SMC				
SMC X-1	6.5 ± 0.1	600^{+300}_{-100}	$-10.9^{+0.2}_{-0.1}$	120^{+30}_{-20}
SMC X-2	$6.51^{+0.08}_{-0.10}$	200^{+120}_{-70}	-11.6 ± 0.2	70^{+40}_{-20}
SXP 2.76	6.4 ± 0.1	< 319	$-12.2^{+0.2}_{-0.5}$	30^{+20}_{-10}
SXP 11.6	6.26 ± 0.05	140 ± 70	-12.1 ± 0.1	90 ± 20

^a フラックスのエネルギー範囲は 0.2-10.0 keV である。

表 5.8: 高階電離した鉄輝線のベストフィットパラメータ

Source	Center energy(keV)	σ (eV)	$\log[\text{Flux}/(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})]^a$	Equivalent width(eV)
MW				
Swift J1626.6-5156	$6.69^{+0.08}_{-0.07}$	360^{+140}_{-90}	-11.2 ± 0.1	150^{+40}_{-30}
KS 1947+300	$6.69^{+0.04}_{-0.05}$	140^{+50}_{-70}	-11.0 ± 0.1	40 ± 10
EXO 2030+375	$6.64^{+0.010}_{-0.009}$	270 ± 10	-10.09 ± 0.02	100^{+5}_{-3}
4U 1822-371	6.94 ± 0.03	120 ± 30	-11.52 ± 0.07	48^{+9}_{-8}
Her X-1	6.7 ± 0.1	1300 ± 200	$-9.81^{+0.09}_{-0.10}$	1000^{+200}_{-100}

^a フラックスのエネルギー範囲は 0.2-10.0 keV である。

第 6 章

議論と解釈

この章では、5章の解析結果に対して議論と解釈を行う。まず、6.1節では星間吸収量と各放射成分の比較を行い、軟 X 線超過や鉄輝線がどのような天体で検出されているか整理する。次に、考察の対象とする天体を両放射が検出されている 10 天体に限定した上で、6.2節では、低電離の鉄輝線の中心エネルギーについて考察し、6.3節では、両放射を比較し、鉄輝線と軟 X 線超過がどこからの放射であるか議論する。

6.1 軟 X 線超過と低電離の鉄輝線に対する星間吸収の影響

低電離の鉄輝線は中心の X 線源が周辺の物質に照射した X 線の再放射 (蛍光 X 線) と考えられている。そのため、その強さは中性子星の X 線光度に加え、周辺の物質や星間吸収の量に大まかには相関すると考えられる。実際、過去の X 線衛星でそのような傾向が報告されている (Makishima 1986)。また、星間吸収が大きくなると、1 keV 以下で卓抜する軟 X 線超過は検出できなくなる。そこでまず、解析したデータについて、星間吸収量との関係がどのようなものであるかを確認整理する。

まず、軟 X 線超過について考える。この成分は温度 kT が約 0.1 keV の黒体放射で近似される。そのため、約 0.3 keV 付近にピークが来る。したがって、吸収量が多い場合には、1 keV 以下のスペクトルは吸収を強く受け、検出することができない。そこで、星間吸収の大きさと軟 X 線超過の検出を確認する。図 6.1(a) は星間吸収の吸収量と降着円筒からの連続成分の 0.2–10.0 keV での吸収を補正した X 線光度を比較したものである。検出の可否をデータ点の色で分けた。この図から吸収が $\sim 1.0 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$ 程度以上の天体では軟 X 線超過が検出できていないことが分かる。また、吸収がその程度であっても連続成分の光度が高ければ検出できている。これは、軟 X 線超過は降着型パルサーに普遍的に存在しているが、吸収の影響で検出されない天体が存在するという先行研究の主張と矛盾しない (Hickox et al. 2004)。一方で軟 X 線超過が検出された天体のみ注目すると星間吸収の吸収量と軟 X 線超過の X 線光度の関係は図 6.1(b) のようになる。ただし、

光度は吸収を補正した 0.2–10.0 keV での値である．この図から，軟 X 線超過の X 線光度 L_{soft} は典型的に $L_{soft} = 10^{34}–10^{38}$ erg/s の範囲で広く分布できていることがわかる．（ここで，本章では，光度を吸収を補正した 0.2–10 keV のフラックスから計算している．）以上から，黒体放射で近似したときに $kT \sim 0.1$ keV の軟 X 線超過は，星間吸収の影響で観測できない場合を考慮すると，どのような X 線パルサーでも普遍的に現れる成分であるとわかった．

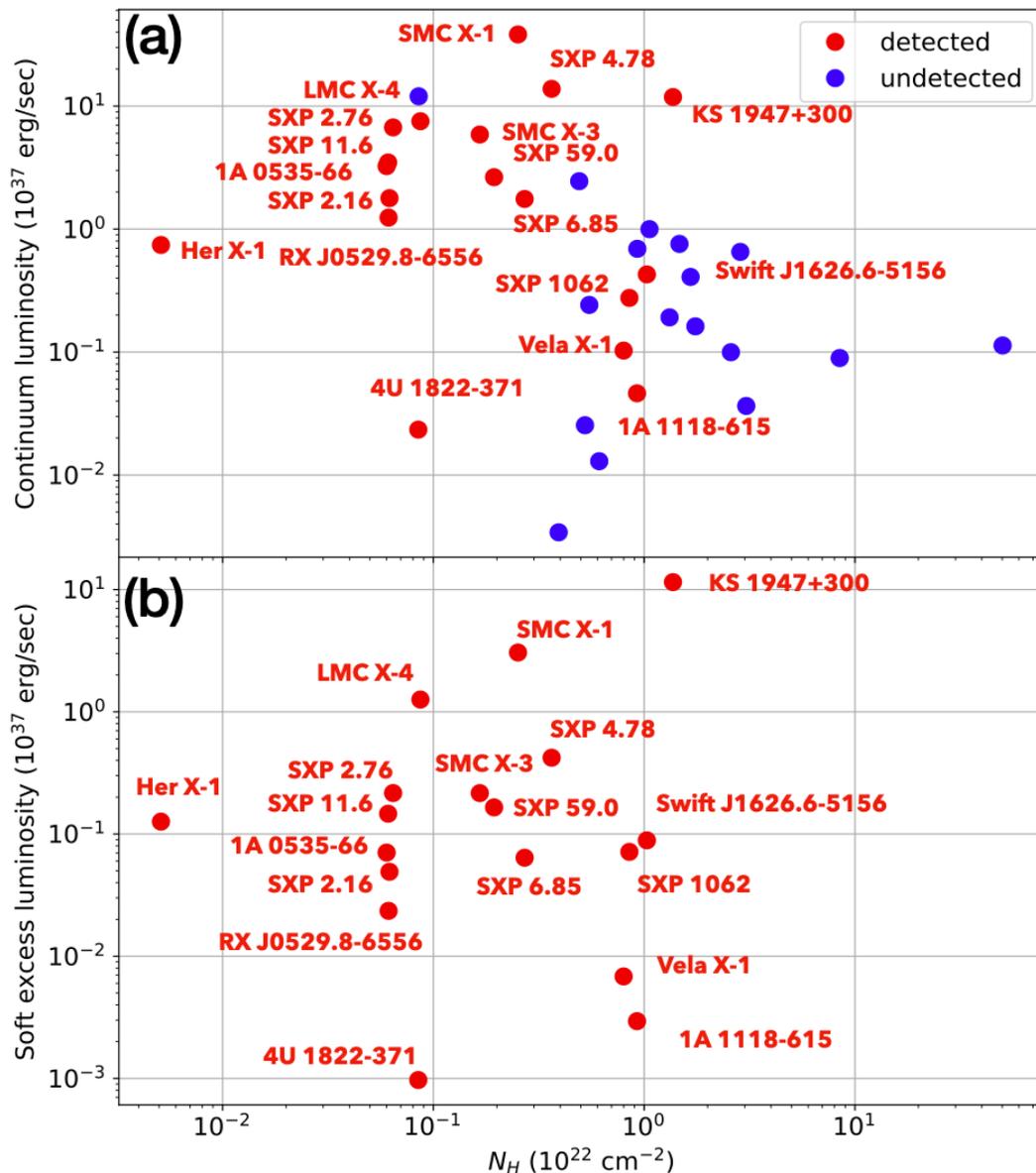


図 6.1: 降着円筒からの連続成分の X 線光度 L_{cont} (a), 軟 X 線超過の X 線光度 L_{soft} (b) を星間吸収の吸収量と比較した図．(a) では軟 X 線超過が検出された観測 (赤丸) とされなかった観測 (青丸) を示した．ただし，マゼラン雲にある天体の吸収は天の川銀河における吸収とマゼラン雲における吸収を足し合わせた値を用いた．

次に、低電離の鉄輝線について考える。図 6.2 は低電離の鉄輝線が確認できた天体について吸収と鉄輝線の等価幅を比較した図である。この図では吸収が $\sim 1.0 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$ 以上の領域において吸収と等価幅がおおむね緩やかな比例関係にあることがわかる。これは降着型パルサーの周辺にある物質が多いほど、輝線を放射する物質の量が増加するからである (Makishima (1986))。

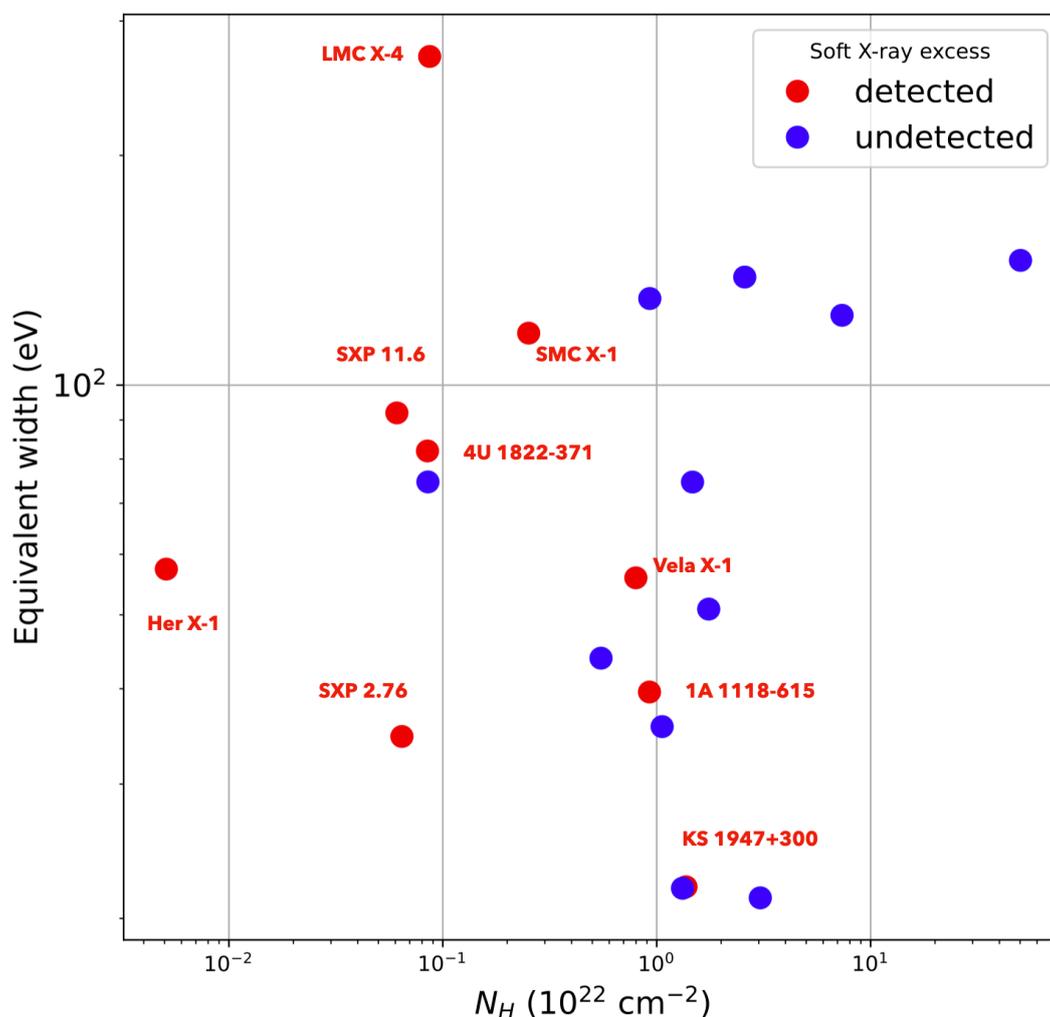


図 6.2: 星間吸収の吸収量と低電離の鉄輝線の等価幅。軟 X 線超過が検出されている天体を赤丸で、それ以外を青丸で区別して示した。天体名は前者のみに付した。ただし、マゼラン雲にある天体の吸収は天の川銀河における吸収とマゼラン雲における吸収を足し合わせた値を用いた。

6.2 低電離の鉄輝線の中心エネルギー

本解析で得られた低電離の鉄輝線の中心エネルギーは、6.4–6.5 keV に分布していた (図 6.3(右))。この結果から、鉄輝線はおよそ 6.45 keV 付近で多く観測されていることがわかる。このときの鉄輝線の電離度は図 6.3(左) と比較を行うと、およそ 17 階電離以下であ

る。この電離の原因は、降着円筒からの X 線放射に照らされることによって、降着円盤の内縁付近などで光電離が起きているからだと考えられる。そこで、光電離を用いた考察を行い、これらの低電離の鉄輝線が降着円盤の内縁付近からの放射であると考えてよいか考察を行った。

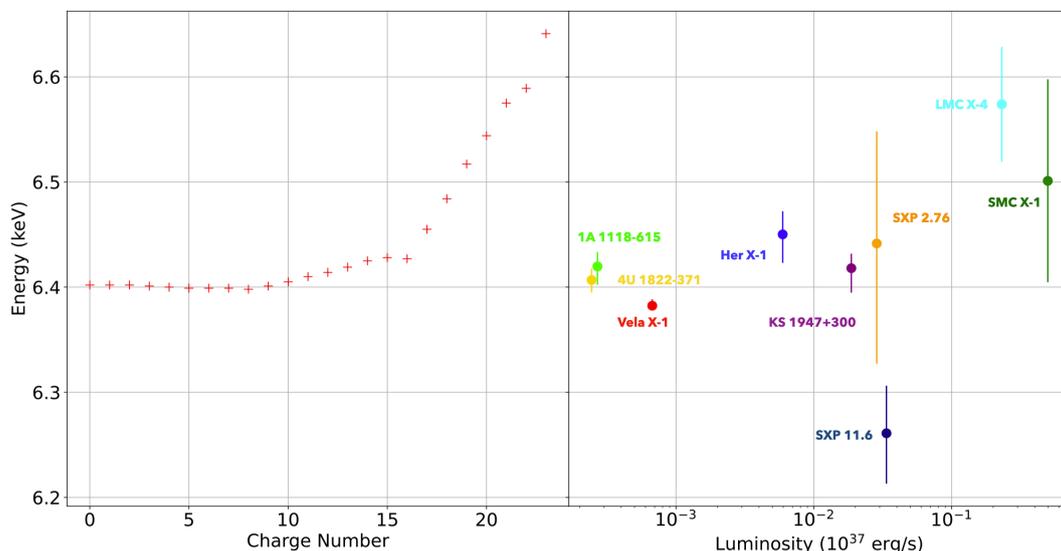


図 6.3: 低電離の鉄輝線の中心エネルギーと電離度. 左右の図の縦軸は共通. (左) 鉄輝線の電離度と中心エネルギーの比較 (Yamaguchi et al. (2014)) (右) 低電離の鉄輝線の光度と中心エネルギーの比較. 誤差は 1σ エラー

まず、光電離によるイオンフラクションを決定するのは、光電離パラメータ ξ と呼ばれる量であり、光源の光度 L 、電子密度 n 、光源からの距離 r から、

$$\xi = \frac{L}{nr^2} \quad (6.1)$$

と定義される。本研究では、このイオンフラクションを求めるために、光電離シミュレーションソフト XSTAR を用いた。このソフトは球対称な構造の中心に光源を置いたときに、周囲の物質の光電離について計算を行うツールである。シミュレーションを行う際に必要なパラメータは主に被覆度、温度、周辺物質の密度、光源のスペクトルと光度、柱密度、元素のアバンダンス (水素から亜鉛まで) である。そこで、以下のように降着型パルサーの典型値を用いて、イオンフラクションのシミュレーションを行った。

- 被覆度: 球対称
- 温度: 10^6 K (~ 0.1 keV, 軟 X 線超過の温度)
- 密度: $1.0 \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$
- 光源のモデル関数: 光子指数-1 のベキ関数
- 光源の光度 10^{37} erg/s
- 柱密度: 10^{22} cm^{-2}

- アバundance: 全て太陽組成

この結果, 光電離パラメータ ξ に対するイオンフラクションは図 6.4 となった.

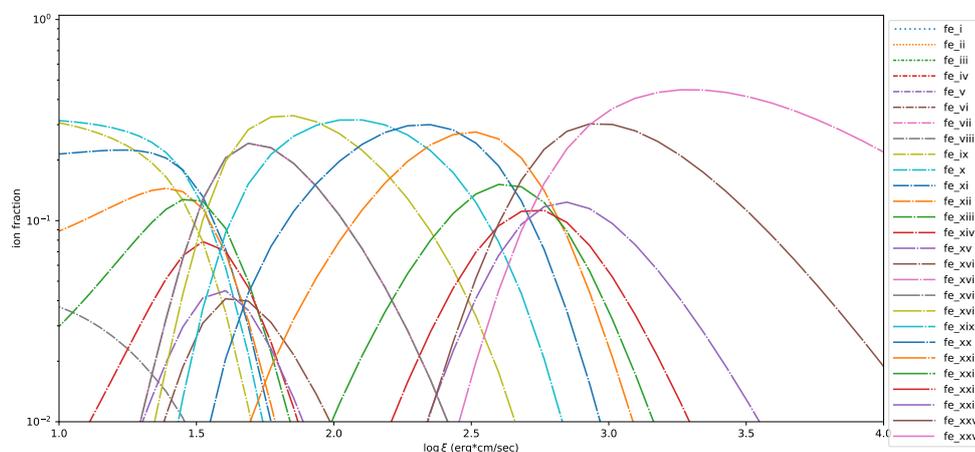


図 6.4: 光電離パラメータと鉄輝線のイオンフラクション. XSTAR を用いて作成し, 主要なパラメータとしては温度を 10^6 K ($kT \sim 0.1$ keV), 密度を 1.0×10^8 cm^{-3} , 光度を 10^{37} erg/s とした.

したがって, 電離度が17階以下であるときには, 光電離パラメータ ξ は $\xi \lesssim 10^3$ $\text{erg} \cdot \text{cm/s}$ であることがわかる. そこで, L を連続成分の光度 L_{cont} , r に磁気圏半径 r_M に用いることで, 放射場所の密度の推定を行った. すなわち,

$$n \gtrsim \frac{L_{\text{cont}}}{10^3 r_M^2} = n_c \quad (6.2)$$

となるような n_c を用いて, 放射場所の密度の制限を行った. その結果が, 図 6.5 となる. この図では輝線幅が非常に広がった天体である SMC X-1 や LMC X-4, 狭輝線であってしまふものの輝線幅の上限値が高い SXP 2.76, 0.1 keV 程度の輝線幅を持つ高階電離の鉄輝線も確認できた KS 1947+300 は n_c が 10^{10} cm^{-3} 以上と下限密度が高い結果が得られた. これは, 降着円盤の内縁付近の高密度な物質が X 線で照らされることによる光電離と考えても矛盾しない. 一方で, それ以外の天体は下限密度は低く, 十分な制限はつけられなかった.

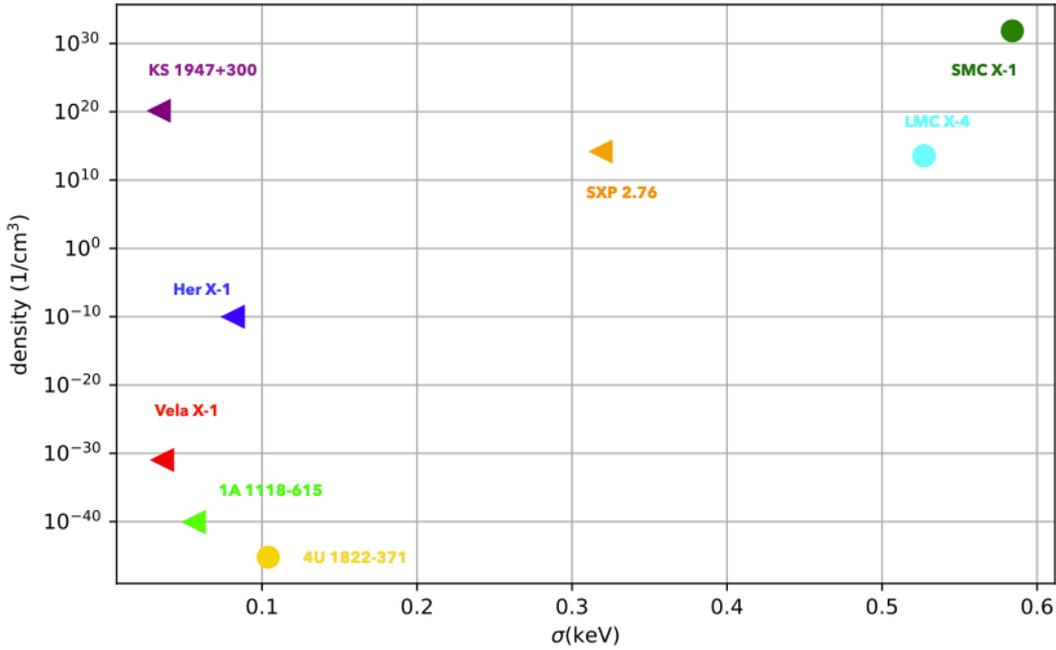


図 6.5: 低電離の鉄輝線の幅 σ (横軸) と輝線の中心値から決まる光電離パラメータの制限による下限密度 n_c (縦軸) の比較. 三角は低電離の鉄輝線の幅の上限値しか決まっていないデータ.

6.3 放射場所の検討

3.2節で説明したように、降着型パルサーで観測されている鉄輝線と軟 X 線超過の放射場所の候補はいくつか存在している. 本研究ではその中でもとくに降着円盤の内縁などの中性子星付近 ($\sim 10^3$ km) からであるか, より遠くの降着円盤の外縁 ($\sim 10^6$ km) や星風 ($\sim 10^7$ km) からであるかの判別を考える.

6.3.1 鉄輝線の放射場所

まず, 鉄輝線について考える. 本研究では鉄輝線をガウス関数で近似しており, この関数からは輝線幅 σ_{Fe} , 中心エネルギー E_{Fe} が得られる. そこで, 本節では各パラメータがどのように解釈されるか議論を行い, 放射場所を議論する.

1) 輝線幅の拡大

スペクトル線は一般に有限の線幅を持つ. NICER など本研究で使用した検出器は 6.4 keV 付近でエネルギー分解能 ~ 130 eV を持つ (表 4.1). そのため, これよりも十分に小さい輝線幅を検出できない. 一方で, 本解析で得られた鉄輝線は輝線幅が狭く, 検出器のレスポ

ンスのみによる広がりとしても矛盾が生じないものから、0.1 keV以上の広がりを持つものまで様々であった(表 5.7, 表 5.8). この輝線幅の広がり の要因としては次のようなものが考えられる.

- 自然幅
- 回転拡幅
- 熱幅
- 異なる電離度の鉄輝線の重なり

そこで、以下ではそれぞれの要因でどれほど広がるのか確認する.

自然幅とはエネルギー遷移の際に時間とエネルギーの間に成り立つ不確定性関係

$$\Delta E \cdot \Delta t \geq \hbar \quad (6.3)$$

が要因で生じる. この広がり はローレンツ関数で表され, 輝線幅 ΔE は

$$\Delta E = hA \quad (6.4)$$

と与えられる. ここで, A は Einstein の A 係数である. 中性の鉄 $K\alpha$ 輝線では, $A = 3.7 \times 10^{-3} \text{ s}^{-1}$ であるので, このとき自然幅は

$$\Delta E = 1.5 \times 10^{-17} \text{ eV} \quad (6.5)$$

となる. ヘリウム状鉄の $K\alpha$ 輝線では, $A = 2.5 \times 10^9 \text{ s}^{-1}$ であるので,

$$\Delta E = 1.0 \times 10^{-5} \text{ eV} \quad (6.6)$$

となる. このように自然幅は一般に 1 eV 以下という非常に小さい値を取る. これはエネルギー分解能より十分に小さいので本解析では寄与を無視できる.

回転拡幅とは, 放射源が降着円盤上などで回転運動することで生じる輝線幅の拡大である. 一つの方向のみに運動しているならばドップラー効果によって輝線の中心エネルギーは移動しても輝線幅の拡大は起こらない. しかし, 放射源が回転運動している場合は, 近づく方向に対しては青方偏移, 遠ざかる方向に対しては赤方偏移が起こり, それらが重なり合わさることによって輝線幅は広がる. この際に生まれる輝線幅は一般にガウス関数ではない. 表面速度 v で回転運動している恒星からの等輝度な放射を考えると, 規格化された広がり の関数 $f(E)$ は

$$f(E) = \frac{1}{\pi\sigma_v} \sqrt{1 - \frac{(E - E_{Fe})^2}{\sigma_v^2}} \quad (6.7)$$

と表される (Tatum (2022)). ここで, $\sigma_v = \frac{v}{c} E_{Fe}$ である. この関数をガウス関数でフィッティングすると, σ_v とガウス関数の幅 σ の誤差 δ_σ は

$$\delta_\sigma = \frac{\sigma - \sigma_v}{\sigma_v} \sim 0.3 \quad (6.8)$$

となる。この誤差は本研究では十分に小さいと考えることができるので、本解析ではガウス関数を用いて、この広がりへのフィッティングを行う。また、典型的な磁気圏半径 2.6×10^3 km での Kepler 運動を考えると $v = 8.4 \times 10^4$ km/s となり、この速度では $\sigma_v \sim 180$ eV 程度となるので、輝線幅の拡大に対して回転拡幅は大きな寄与をしていると考えられる。

熱幅は分子の熱運動によるドップラー効果から生じる輝線幅であり、広がり関数はガウス関数で表され、線幅拡大 ΔE は次のように与えられる。

$$\Delta E = \sqrt{8 \ln 2} \left(\frac{k_B T}{mc^2} \right)^{\frac{1}{2}} E \quad (6.9)$$

したがって、低電離の鉄輝線が軟 X 線超過の典型的な温度 (0.1 keV) で起こっていると考えると、中性鉄 K α 輝線の熱幅 ΔE は

$$\Delta E = 0.66 \text{ eV} \quad (6.10)$$

となる。一方で、降着円筒からの放射 (10 keV) であると考えても熱幅は、

$$\Delta E = 6.6 \text{ eV} \quad (6.11)$$

となる。したがって、熱幅は本解析では無視できる。

異なる電離度の鉄輝線の重なりについては、2) で扱う。

2) 輝線の中心エネルギー

6.2 節で述べたように、降着型パルサーの鉄輝線の中心エネルギーのずれは光電離によって生じていると考えられる。このずれは電離度が大きくなるほど大きく変化する傾向にあり、 ~ 6.7 keV のヘリウム様や ~ 6.9 keV の水素様の鉄輝線は、単独の輝線として確認されることが多い。それに対して、低電離の鉄輝線の中心エネルギーは、15 階電離までで中性鉄輝線から 30 eV 程度しかずれておらず、検出器のエネルギー分解能の不足によって異なる電離度の鉄輝線が重なり、輝線幅が広がって見える可能性がある。しかし、そもそも中心エネルギーがほとんど変化しなければ重なりによる輝線幅の拡大も小さいはずである。本研究で得られた低電離の鉄輝線のほとんどは 6.45 keV 以下である。そのため、これらの輝線では、この要因による幅の拡大の影響は回転拡幅による影響よりも十分に小さいと考えられる。一方で、LMC X-4 や SMC X-1 は 6.5 keV ほどの中心エネルギーを持っており、輝線の重なりによる影響が大きくなる ($\lesssim 0.1$ keV)。しかし、これらの広がった鉄輝

線の広がりはそれぞれ 0.5 keV 以上であり、もし、重なりによる拡大の影響を受けていても、それは回転拡幅に比べて十分に小さいと考えることができる。以上より、1) の結果と合わせて、本論文では回転拡幅のみが鉄輝線の広がり的重要因素であると考え、議論を行う。

3) 放射場所の検討

輝線幅の拡大の要因を回転拡幅のみによって考えることとしたため、この輝線を降着円盤における中心天体からの連続成分の再放射であると仮定し、その Kepler 回転のみによって輝線幅が広がっていると考える。すると、この回転の半径を決定できるため、これを鉄輝線の半径 (iron line radius, R_{Fe}) と呼ぶこととし、次のように定義する。

まず、鉄輝線の半径 R_{Fe} における Kepler 回転の速度 v は

$$v = \sqrt{\frac{GM_{\text{NS}}}{R_{\text{Fe}}}} \quad (6.12)$$

となる。これにより、視線方向に遠ざかる方向と近づく方向に対する Doppler 効果が生ずる。それぞれの鉄輝線の中心エネルギー E の変化 ΔE は絶対値をとると等しく、

$$|\Delta E| = \frac{v}{c} E. \quad (6.13)$$

したがって、エネルギーの最大値と最小値の差 δE は

$$\delta E = 2\Delta E \quad (6.14)$$

となる。したがって、 δE は回転拡幅の輝線幅 σ に近似できると考えてよかったので (式 6.8)、鉄輝線の半径は観測量 E と σ を用いて、

$$R_{\text{Fe}} = \frac{4GM_{\text{NS}} E^2}{c^2 \sigma^2} \quad (6.15)$$

と求められる。この半径を磁気圏半径で規格化したものと鉄輝線の光度を比較すると、図 6.6 のようになる。この図のマーカーの違いはそれぞれ異なる鉄輝線を表している。丸と三角は低電離の鉄 $K\alpha$ 輝線を表し、とくに三角印は鉄輝線の半径の下限値しか決定できなかった輝線である。一方で、■ はヘリウム様または水素様の高階電離した鉄 K 輝線を、□ は鉄の L 輝線を表す。したがって、この図からは Kepler 回転を仮定すると磁気圏半径付近からその 100 倍の距離まで鉄輝線の放射場所が分布していると考えることができ、例えば、SMC X-1 などは降着円盤の内縁付近から鉄輝線を放射していると考えられるが、Vela X-1 などはそう考えるのは難しく中性子星から離れた星風などから鉄輝線が放射されていると考えられる。また、この図の両軸には負の相関が確認できる。これは、鉄輝線の半径が大きくなるほど鉄輝線を放射する場所へのフラックスが減少するため、再放射で生じる鉄輝線の光度が減少するからであると考えられる。

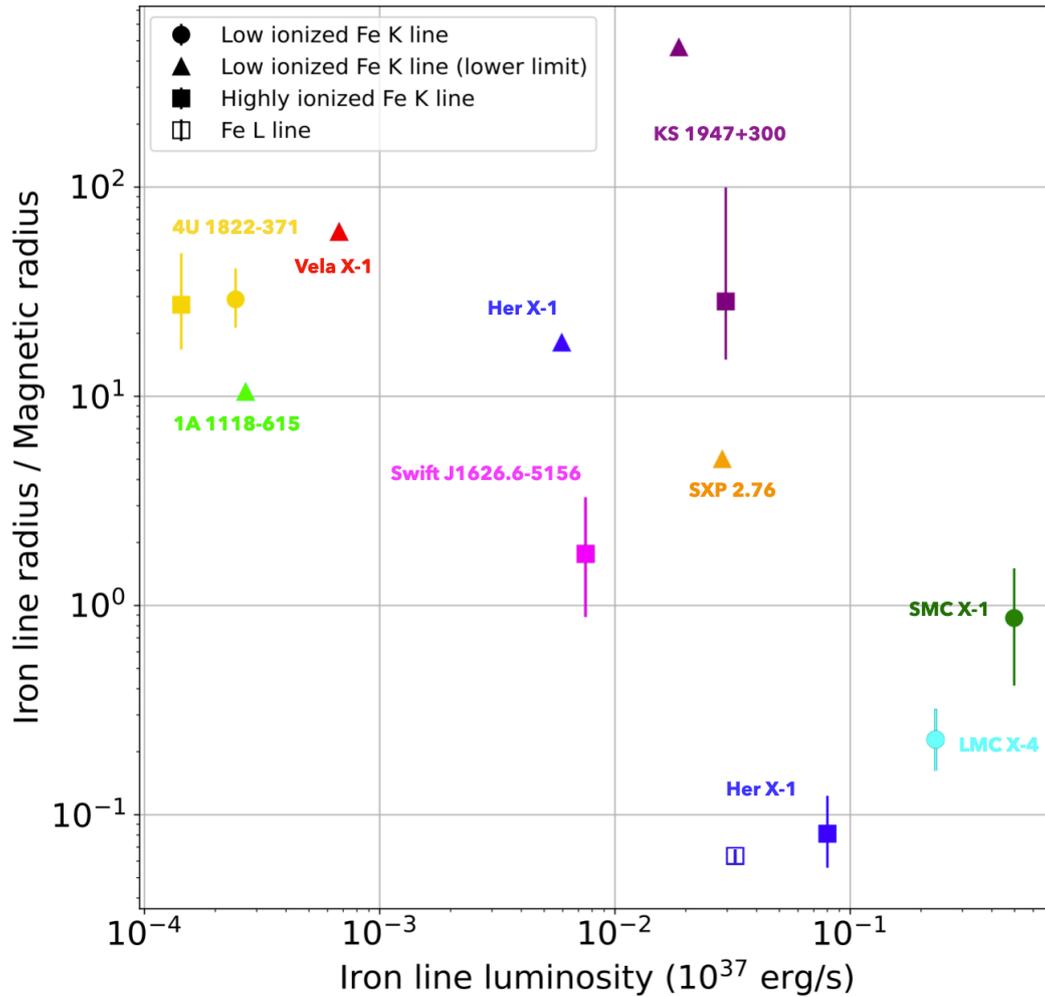


図 6.6: 磁気圏半径に対する推定された鉄輝線の半径比と鉄輝線の光度の比較. マーカーの違いはそれぞれ異なる鉄輝線を表している. 丸印と三角印は低電離の鉄 $K\alpha$ 輝線を表し, とくに三角印は下限値しか決定できなかったものである. 一方で, ■ は He 様または H 様の高階電離した鉄輝線を, □ は鉄の L 輝線を表す.

6.3.2 軟 X 線超過の放射場所

5章の結果から軟 X 線超過は約 0.1 keV の黒体放射を用いて近似される. この放射機構は (A) 降着円盤の重力エネルギー解放による放射と (B) 降着円筒の連続放射がパルサーの周辺を照らした際の再放射 ((B-1) 光学的に厚い物質 (降着流や降着円盤の内縁または表面) からの再放射, または (B-2) 光学的に薄いガス (星風) からの再放射) を考えることができる. 本節では 5章の解析から得られた軟 X 線超過の温度および光度などの情報を用いて, それぞれのプロセスが観測を説明できるか議論する.

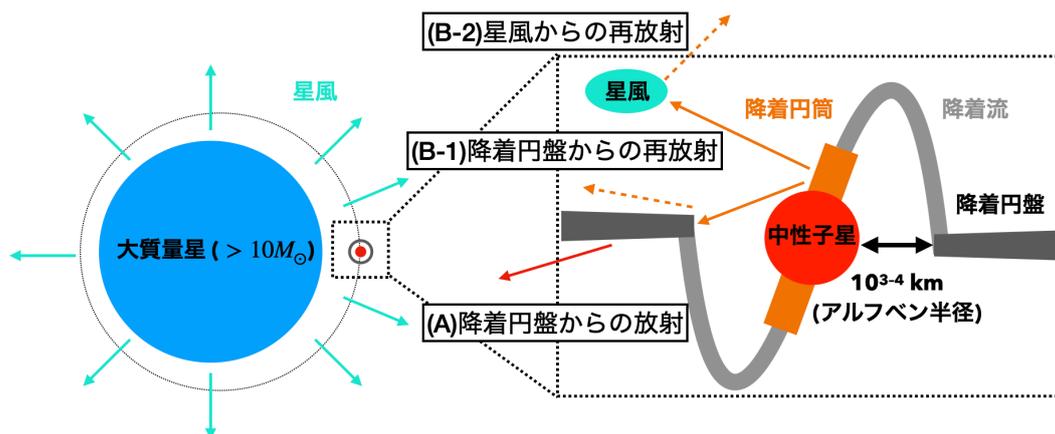


図 6.7: 軟 X 線超過の放射場所の候補. (A) 降着円盤の重力エネルギー解放による放射. 降着円筒の連続放射が (B-1) 光学的に厚い物質 (降着流や降着円盤の内縁または表面) または (B-2) 光学的に薄いガス (星風) を照らした際の再放射

そこで、軟 X 線超過の放射場所の目安として、球対称な放射を仮定した際の黒体放射の半径を軟 X 線超過の半径 (soft-excess radius, R_{BB}) と呼ぶこととする。したがって、Stefan–Boltzmann 則から

$$L_{BB} = 4\pi d^2 F_{BB} \quad (6.16)$$

$$R_{BB} := \sqrt{\frac{L_{BB}}{\sigma_{sb} T^4}} \quad (6.17)$$

となる。一方で、実際の放射領域は完全な球状ではなく、図 6.8 の一部から放射していると考えられる。そこで、放射場所の被覆率が Ω の場合の黒体放射の半径を部分的な軟 X 線超過の半径 (partial soft-excess radius, R_{BB}^{part}) と呼ぶこととし、

$$R_{BB}^{part}(\Omega) := \frac{R_{BB}}{\sqrt{\Omega}} = \sqrt{\frac{L_{BB}}{\sigma_{sb} T^4 \Omega}} \quad (6.18)$$

と定義する。

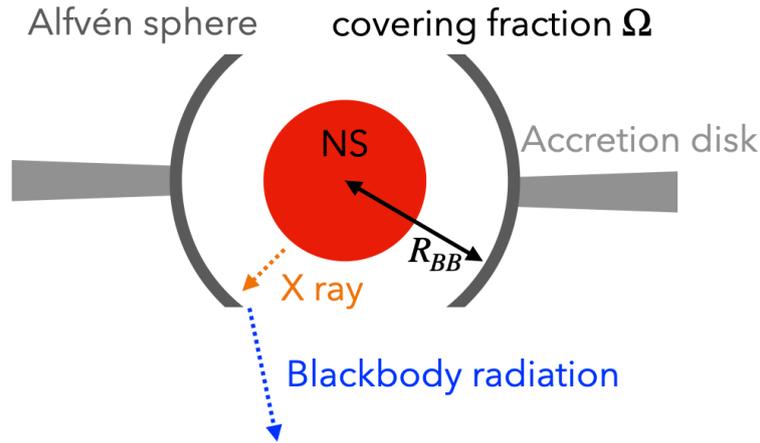


図 6.8: 軟 X 線超過の放射の模式図.

(A) 降着円盤の重力エネルギー解放による放射

まず、降着円盤の内縁温度と軟 X 線超過の黒体放射温度を比較する。降着円盤の内縁半径を r_* とすると、半径 r における標準円盤の温度 $T_{disk}(r)$ は

$$T_{disk}(r) = \left\{ \frac{3}{8\pi} \frac{GM\dot{M}}{\sigma r^3} \left(1 - \sqrt{\frac{r_*}{r}} \right) \right\}^{\frac{1}{4}} \quad (6.19)$$

となる (嶺重 2016). $r_* = 10 \text{ km}$ のときの $T_{disk}(r)$ の距離依存性は図 6.9 のようになる。ここで、 T_{disk} は降着円盤の内縁 ($r = r_*$) で 0 K となり、 $r = \frac{49}{36} r_*$ のとき極大値を取る。そこで、軟 X 線超過の温度と T_{disk} の極大値を比較する。

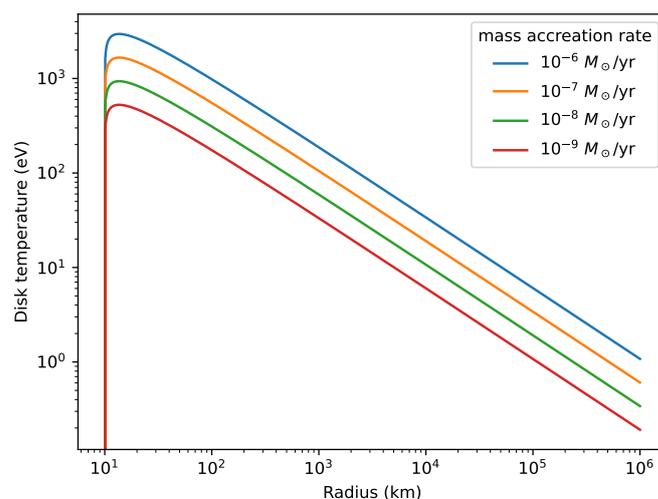


図 6.9: 標準円盤を仮定した場合の降着円盤の温度の距離依存性. ここで, 横軸は中性子星からの距離であり, r_* は中性子星の表面 (10 km) を用いた. 色の違いは質量降着率の違いである.

そして, 磁気圏半径 r_M を降着円盤の内縁半径であると考え, T_{disk} の極大値と軟 X 線超過の温度を比較したものが図 6.10 となる. この図 6.10 では全ての天体で軟 X 線超過の温度が円盤の内縁温度を上回っており, これらの天体では軟 X 線超過の温度を降着円盤での標準降着円盤を仮定した重力エネルギーの解放による熱放射では説明できないと考えられる.

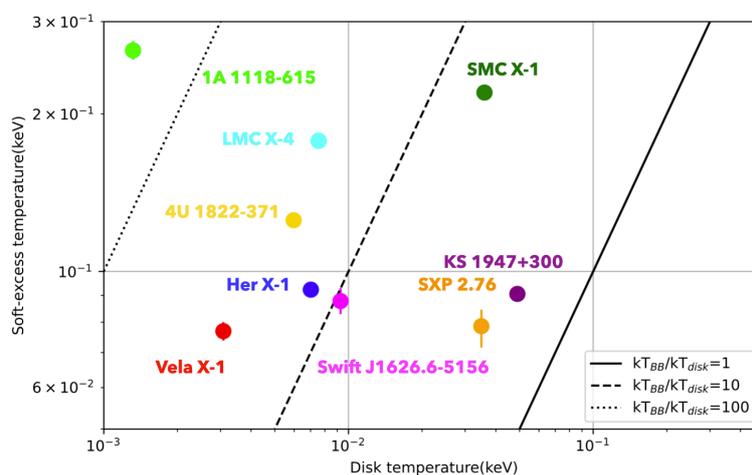


図 6.10: 標準円盤を仮定した場合の円盤温度の極大値と軟 X 線超過の温度の比較. 磁気圏半径が降着円盤の内縁であると考えて ($r_* = r_M$), 円盤温度の極大値を計算した. 黒線は円盤の内縁温度と軟 X 線超過の温度が一致する線. 破線は軟 X 線超過の温度が円盤の内縁温度の 10 倍となる線, 点線は軟 X 線超過の温度が円盤の内縁温度の 100 倍となる線.

次に、光度の比較を行う。標準円盤からの黒体放射の光度 L_{disk} は円盤の内縁半径を r_* とすると、ビリアル定理より、

$$L_{disk} = \frac{GM\dot{M}}{2r_*} \quad (6.20)$$

となる。一方で、降着型パルサー全体の光度 L_{all} は

$$L_{all} = \frac{GM\dot{M}}{R_{NS}} \quad (6.21)$$

である。したがって、式 6.20 と式 6.21 から L_{disk} は、

$$L_{disk} = \frac{R_{NS}}{2r_*} L_{all} \quad (6.22)$$

と表される。もしも、軟 X 線超過が円盤からの黒体放射であれば式 6.22 で求められる光度の値は観測された軟 X 線超過の光度と同程度である。そこで、これらと比較したものが図 6.11 である。(ここでは $R_{NS} = 10 \text{ km}$ とし、 r_* を磁気圏半径であるとした。) この図から分かるように全ての天体で、軟 X 線超過の光度が円盤光度の 5 倍以上である。円盤放射は軟 X 線超過の光度の 2 割以下しか説明できていない。

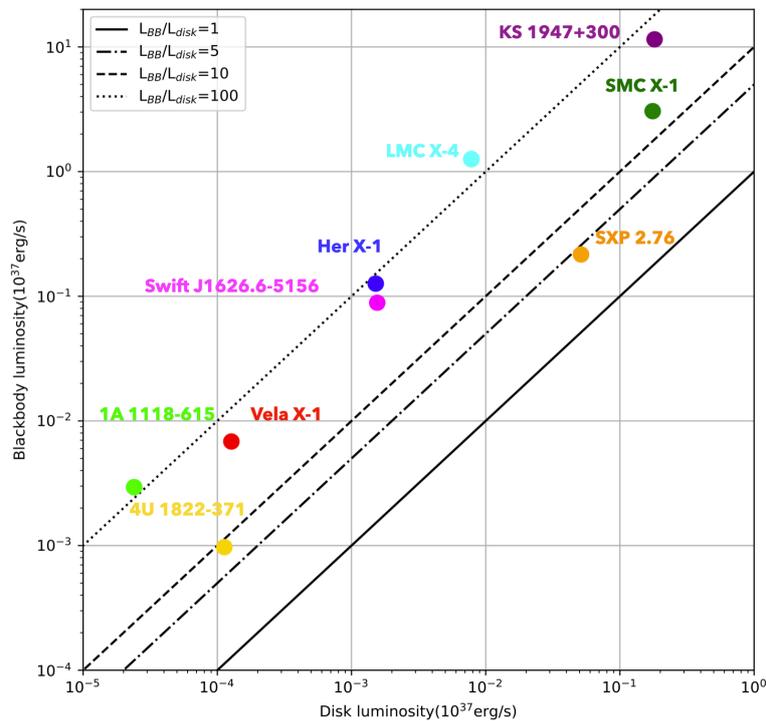


図 6.11: 標準円盤を仮定した場合の質量降着による円盤からの光度と軟 X 線超過の光度の比較。実線上では軟 X 線超過の光度と円盤光度が等しい線、一点鎖線上では軟 X 線超過の光度が円盤光度の 5 倍、点線上では軟 X 線超過の光度が円盤光度の 10 倍、点線の上では、軟 X 線超過の光度が円盤光度の 100 倍。

(B) 再放射

まずは、中性子星からの放射と円盤での吸収の釣り合いを考えることで、再放射の温度 T_{repro} を求める。中性子星から放射場所までの距離を r 、連続成分の照射場所のアルベドを A とすると、

$$L_{NS} = 4\pi r^2 F_{NS}(r) \quad (6.23)$$

$$(1 - A)F_{NS}S_{abs} = S_{repro}\sigma T_{disk}^4 \quad (6.24)$$

となるので、再放射の温度は

$$T_{repro}(r) = \left\{ \frac{(1 - A)F_{NS}(r)S_{abs}}{\sigma S_{repro}} \right\}^{\frac{1}{4}} \quad (6.25)$$

となる。したがって、この表式からも分かるようにアルベドが増加すると再放射の温度は低下する。これは熱放射に用いられるエネルギーが減少するためである。ここで、降着型パルサーでは、降着円筒からの放射から受け取ったエネルギーは全て再放射されていると考える ($A=0$)。また、降着型パルサーでは $S_{abs} = S_{repro}$ と考えて良い。そこで、これ以降の計算では次の表式を用いることとする。

$$T_{repro}(r) = \left\{ \frac{F_{NS}(r)}{\sigma} \right\}^{\frac{1}{4}} \quad (6.26)$$

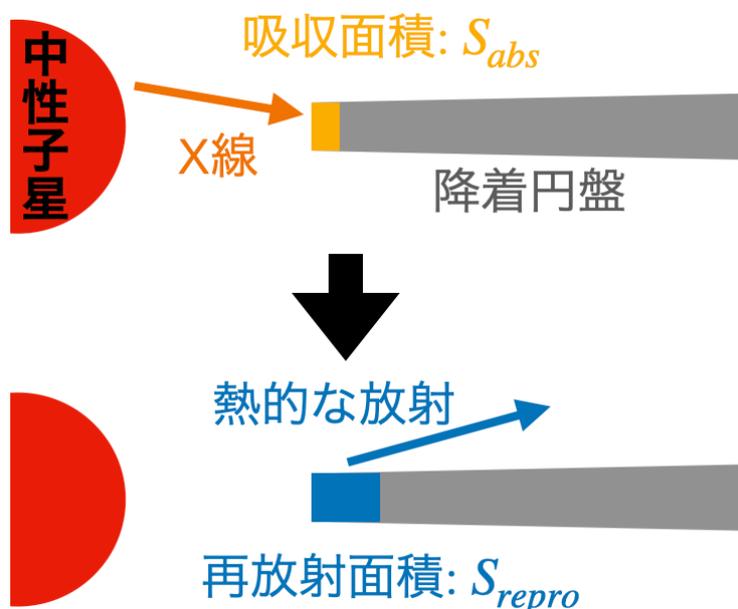


図 6.12: 軟 X 線超過の再放射についての概念図 (降着円盤の内縁付近からの再放射であると考えた場合)

式 (6.26) で放射場所の目安となる距離を半径 r に用いて、再放射の温度を求めらることで、軟 X 線超過の温度が再放射の温度として妥当であるか検証する。そこで、以下では磁気圏半径を用いて議論を行った。

磁気圏半径 r_M では、再放射の温度と黒体放射の温度を比較すると図 6.13 になる。SMC X-1 や Vela X-1 などの天体は両温度が同程度であるので、この比較においてこれらの天体は軟 X 線超過が再放射であると考えて矛盾がない。また、軟 X 線超過の温度が再放射の温度と比較して低い天体についてもアルベドを上げることによって再放射であると考えても矛盾なく説明ができる天体である。

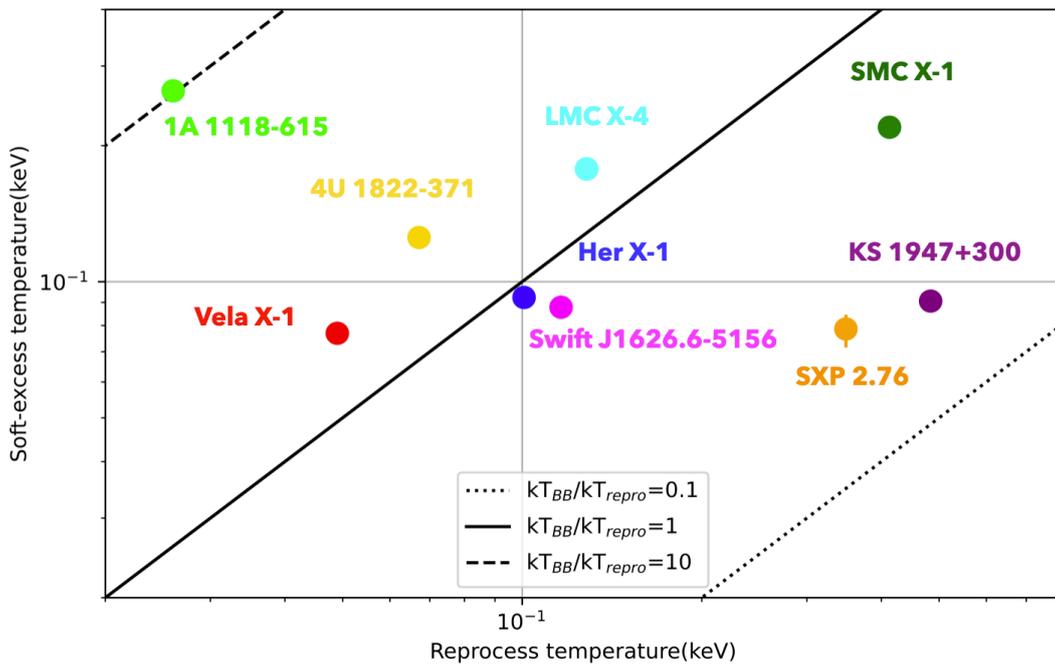


図 6.13: 磁気圏半径での再放射の温度と軟 X 線超過の温度の比較。実線上では両温度が等しい、破線上では軟 X 線超過の温度が再放射温度の 10 倍、点線上では軟 X 線超過の温度が再放射温度の 0.1 倍。

軟 X 線超過の放射場所

(A) 軟 X 線超過の黒体放射温度に対して、円盤の温度 T_{disk} は最大 100 倍以上離れている天体があった。これに加えて、降着円盤からのエネルギー放射は軟 X 線超過の光度の多くとも 2 割程度の寄与しか説明できなかった。(B) 黒体放射温度に対して、再放射温度は 0.1–10 倍と一桁以内の違いで収まっていた。以上から、軟 X 線超過を説明できる可能性が高いのは (B) の降着円筒が周辺環境を照らした際の再放射であると考えられる。

そこで、それらの放射がどこで発生しているかについて考える。図 6.14 は磁気圏半径で軟 X 線超過の半径を規格化したものと軟 X 線超過の温度を比較したものである。軟 X

線超過の温度が約 0.1 keV 付近で同様な値を取るのに対して、 R_{BB}/R_M は幅広い値を取る。被覆率を考えると $R_{BB}/R_M < 1$ の天体はアルフベン球など中性子星の付近からの放射であると考えることができ、一方で、それよりも大きな天体については磁気圏半径の高々 10 倍であるので、降着円盤の表面などから放射していると考えられる。

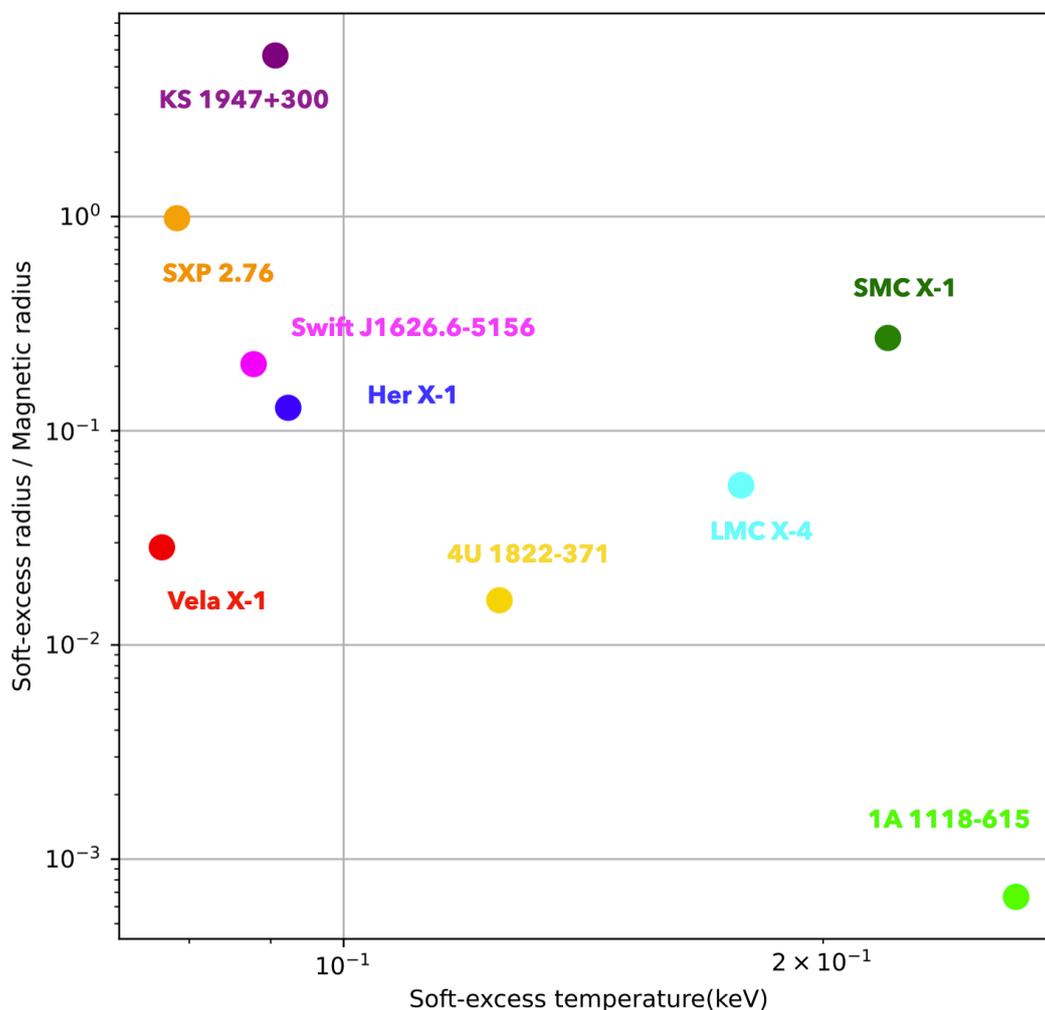


図 6.14: 磁気圏半径で規格化した軟 X 線超過の半径と軟 X 線超過の温度の比較。

6.3.3 低電離の鉄輝線と軟 X 線超過の比較

6.3.1 節, 6.3.2 節では鉄輝線と軟 X 線超過それぞれの成分について放射場所の検討を行った。そこで、本節では両放射の比較を行う。まず、磁気圏半径で規格化した軟 X 線超過の半径と鉄輝線の半径を比較すると図 6.15 のような関係が得られる。この図の実線は鉄輝線の半径と軟 X 線超過の半径が一致している線である。この線に注目したとき、これらのデータ点が、およそこの線上にあるデータ点 (SMC X-1, LMC X-4, Swift J1626.6-5156, 高階電離した鉄輝線の方の Her X-1, KS 1947+300) と軟 X 線超過に比べて鉄輝線の半径

が非常に大きな点 (1A 1118-615, Vela X-1, 4U 1822-371, SXP 2.76, 低電離した鉄輝線の方の Her X-1 と KS 1947+300) の二つに分類できると考えた。

この線に近い Her X-1 や SMC X-1, LMC X-4 などの天体は RLOF によって降着円盤を構成している天体であり, これらの天体では鉄輝線と軟 X 線超過の両成分が同一の場所から放射していると考えても矛盾がない。この放射半径の大きさは, 磁気圏半径 (アルフベン半径の半分程度) の 10% ほどの場合から, 10 倍ほどまでに達し, 実スケールにすると $10\text{-}10^3$ km ほどである。したがって, 降着円盤の内縁付近から, アルフベン球およびそこから磁極に流れ込んでいく領域と考えても矛盾がない。とくに KS 1947+300 は磁気圏半径よりも離れている場所からの放射であると考えられ, 降着円盤の表面からの放射であると考えられる。

一方でこの線から離れている Vela X-1 や 1A 1118-615 は星風によって質量降着していると考えられ, このような天体では, 軟 X 線超過は降着円盤からの放射であると考えても矛盾はないが, 鉄輝線については磁気圏半径の 100 倍以上, すなわち, 中性子星から 10^5 km 以上離れている場所から放射されていると考えられる。これは, 降着円盤の外縁部を超えた, 星風からの再放射であると考えられることができる。

しかし, このような降着方法の違いのみでは完全に二つに区別することはできなかった。それは, Her X-1 や KS 1947+300 である。これらの天体は狭い低電離の鉄輝線と広がった高階電離した鉄輝線を持っている。そのため, 放射場所の違いは質量降着の方法以外にも影響を受けていると考えられる。

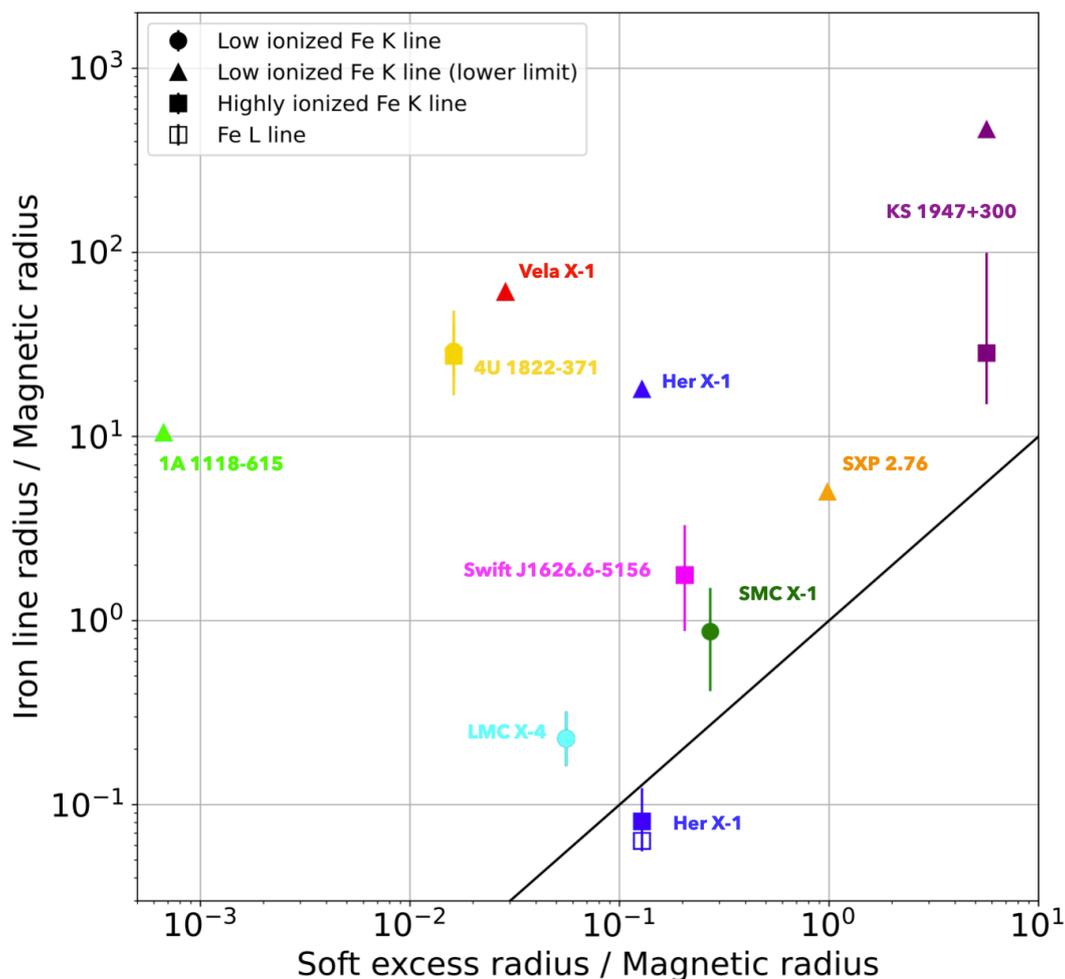


図 6.15: 軟 X 線超過と鉄輝線の放射半径を 10 個の降着型パルサーについて比較した図。それぞれ磁気圏半径で規格化されており、マーカーの違いは異なる鉄輝線を表している。丸印は ~ 6.4 keV 付近で検出できた低電離の鉄 $K\alpha$ 輝線を表し、三角印は鉄輝線の放射半径について下限値しか決定できなかった天体である。一方で、■は ~ 6.7 keV の He 様または ~ 6.9 keV の H 様の高階電離した鉄輝線を、□は ~ 1 keV の高階電離した鉄 L 輝線を表す。また、黒い実線は軟 X 線超過の半径と鉄輝線の半径が一致する線である。

6.4 解釈のまとめ

- まず、観測的には次のような結果が得られた。 $N_H \lesssim 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ の星間吸収量なら、 $L_{soft} = 10^{34} - 10^{38} \text{ erg/s}$ で普遍的に観測できる。 $L_{soft}/L_{cont} = 0.1 - 0.2$ なので、軟 X 線超過は連続成分の 10% ほどが再放射されていることになる。 L_{Fe} は $10^{33} - 10^{37} \text{ erg/s}$ で L_{cont} の 0.3–1% である。
- 輝線幅は降着物質がケプラー回転したことによる広がりと仮定し、ガウス関数で近似

して回転半径を推定した場合、鉄輝線の放射場所は、中心天体からの距離は 10^3 - 10^5 km で、磁気圏半径の 0.1 - 10^3 倍に位置すると分かった。

3. 軟X線超過を黒体放射で近似した場合、観測された温度は 0.08 - 0.4 keV であり、半径は 10 - 10^3 km で磁気圏半径の 10^{-3} - 10 倍である。仮に重力エネルギーを解放した標準降着円盤の内縁の黒体放射とした場合には、温度は 100 倍ほど観測された値よりも低く、光度も 1% と小さく、 $10^2 - 10^3$ 倍も明るい卓越した降着円筒の明るい連続放射に隠れてしまう。一方で、この明るい降着円筒の再放射と考えた場合には、多くの天体でアルベドが 0 という仮定のもとで、矛盾なく説明できる。
4. これらの軟X線超過の半径と、ドップラー回転を仮定した輝線放射の半径を磁気圏半径で規格化して比較すると、広がった鉄輝線を持つ天体では、両者が中心天体からほぼ同一の距離からの放射と考えられる相関に乗ることがわかった。その距離は、磁気圏半径の 0.1 - 10 倍ほどの距離にあり、降着円盤内縁を中心に降着流のあたりから、円盤の表面くらいまでと考えられる。
5. これらに加えて、輝線幅が検出できない（エネルギー分解能より十分に小さい）狭輝線については、星風降着で顕著に観測でき、星風に由来する放射と考えられる。
6. なお、星風降着の天体 (Vela X-1, 1A 1118-615) では、幅が十分に狭い鉄輝線しか観測できなかった。これらの天体でも広がった鉄輝線が存在している可能性があるが、連続成分に紛れている可能性がある。

第 7 章

まとめと今後

本修士論文では、降着型パルサーの X 線スペクトルで検出されている鉄輝線と約 0.1 keV の黒体放射で近似できる軟 X 線超過に注目し、NICER 望遠鏡, Suzaku 衛星, XMM-Newton 衛星の観測データを用いて、系統的なスペクトル解析を行った。本研究で解析した天体は 37 天体であり、そのうち、23 天体で鉄輝線が検出でき、19 天体では軟 X 線超過が検出できた。そして、軟 X 線超過は黒体放射の半径を用い、鉄輝線については輝線の広がり Doppler 運動によってのみ広がっていることを仮定した場合のケプラー運動の半径から求めた距離を用いて、両成分の放射場所の比較を行った。ここで作成した図 6.15 が本修論の主たる結果であり、この図から、RLOF で降着円盤が形成され質量降着をおこなっていると考えられている SMC X-1 や LMC X-4, Her X-1 などの天体では、これらの放射は同一の場所から放射されていることが示唆される結果が得られた。また、磁気圏半径の 0.1-10 倍の領域での放射と考えられることから、降着円筒からの放射が円盤の内縁付近やアルファベータ球からの降着流を照らした際の再放射と考えて矛盾がない、と考えられる。

次に、星風によって質量降着している Vela X-1 や 1A 1118-615 などの天体では軟 X 線超過に比べて鉄輝線が遠方で放射されていた。これらの天体では軟 X 線超過は降着円盤からの再放射であると考えても矛盾はないが、鉄輝線は中性子星から遠方の星風で放射されていると考えられる。以上の結果をまとめると、図 7.1 となる。

このように多くの天体は質量降着の方法によって分類できたが、例外は存在する。そのため、放射場所の違いは質量降着の方法以外にも影響を受けていると考えられる。また、本研究では鉄輝線の広がりについて回転振幅のみを要因として考え、その放射場所の目安となる鉄輝線の半径を計算したが、本来は異なる電離度の鉄輝線の重なりによる広がりについても考慮する必要がある。ここで、2023 年に精密 X 線分光撮像衛星 XRISM では、鉄輝線周り (~6 keV) では ~7 eV 程度の分解能を持ち、比較的電離度の高い (16-23 階電離) の鉄輝線であれば中心エネルギーが大きく変化するため、異なる電離度のものを分解できる可能性がある。中心エネルギーが大きく変化する電離度の鉄輝線ほど重なった場合に大きな輝線幅を生じさせてしまうので、この衛星の観測によってこのような鉄輝線を分

離することが可能になると鉄輝線の半径をより詳細に求めることが期待できる。最後に、本論文では銀河系内やマゼラン雲の磁場が強いX線パルサーに着目したが、系外に見つかった非常に光度の高いX線パルサーや、銀河系内の磁場が弱い中性子星を含む小質量X線連星のX線スペクトルとも連続的につながる可能性がある。今後、このような天体も総合的に研究したいと考えている。

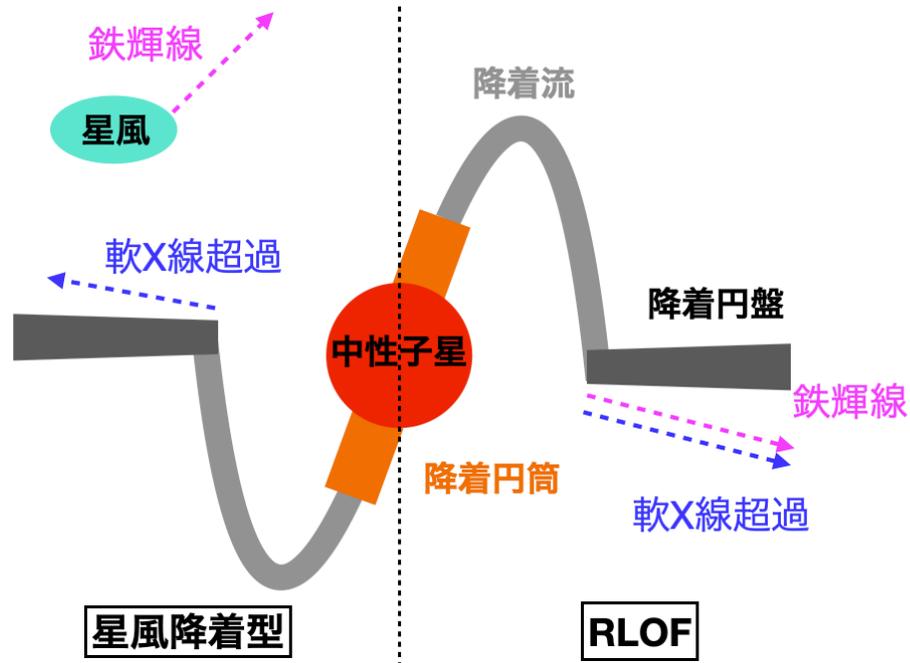


図 7.1: 本研究で得られた低電離の鉄輝線と軟 X 線超過の放射場所

謝辞

まず、本修論を書くに当たって、お世話になった皆様に感謝いたします。

榎戸准教授には、二年間研究指導いただき、大変お世話になりました。榎戸准教授が研究に対して持つ哲学からはさまざまなことを学ぶことができました。鶴教授からはミーティングなどで、天文学の知識を持たない私に丁寧に一つ一つの概念を教えていただきました。鶴教授はとても楽しそうにお話しされるので、天文学に対する興味が一層深まりました。内田助教には自分が研究している対象には、より広いテーマがあるということを何度も教えていただきました。これによって、研究の大きな目的を知ることの重要性を学ぶことができました。X線グループの先輩の松田さん、成田さんには研究ツールの使い方を教えていただいたり、趣味の話をたくさんお聞きしたりしました。同期の井上さんと松永くんはとてつもなく優秀で研究相談などで大変お世話になりました。ガンマ線グループの寺内さんには色々なことで躓く私にいつも声をかけてくださいました。大変ありがたかったです。最後に、私の管を巻くような雑談に、ときには夜遅くまで付き合ってくださいました研究室の方々に感謝いたします。

参考文献

- Abbott, B. P., Abbott, R., Abbott, T. D. et al. (2016) “Observation of Gravitational Waves from a Binary Black Hole Merger,” *Phys. Rev. Lett.*, 116, 6, 061102. doi: [10.1103/PhysRevLett.116.061102](https://doi.org/10.1103/PhysRevLett.116.061102).
- Asami, F., Enoto, T., Iwakiri, W. et al. (2014) “Broad-band spectroscopy of Hercules X-1 with Suzaku,” *PASJ*, 66, 2, 44. doi: [10.1093/pasj/psu005](https://doi.org/10.1093/pasj/psu005).
- Ash, T. D. C., Reynolds, A. P., Roche, P. et al. (1999) “The mass of the neutron star in Centaurus X-3,” *MNRAS*, 307, 2, 357–364. doi: [10.1046/j.1365-8711.1999.02605.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.1999.02605.x).
- Becker, P. A. & Wolff, M. T. (2007) “Thermal and Bulk Comptonization in Accretion-powered X-Ray Pulsars,” *The Astrophysical Journal*, 654, 435–457. doi: [10.1086/509108](https://doi.org/10.1086/509108), ADS Bibcode: 2007ApJ...654..435B.
- Choi, C. S., Nagase, F., Makino, F. et al. (1994) “Iron Line Intensity Variations of Hercules X-1 over the Pulse Phase and the 35 Day Cycle,” *The Astrophysical Journal*, 437, 449. doi: [10.1086/175008](https://doi.org/10.1086/175008), ADS Bibcode: 1994ApJ...437..449C.
- Choudhury, S., Subramaniam, A., Cole, A. A., & Sohn, Y.-J. (2018) “Photometric metallicity map of the Small Magellanic Cloud,” *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 475, 4, 4279–4297. doi: [10.1093/mnras/sty087](https://doi.org/10.1093/mnras/sty087).
- Choudhury, S., Subramaniam, A., & Cole, A. A. (2016) “Photometric metallicity map of the Large Magellanic Cloud,” *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 455, 1855–1880. doi: [10.1093/mnras/stv2414](https://doi.org/10.1093/mnras/stv2414), ADS Bibcode: 2016MNRAS.455.1855C.
- Crampton, D. & Hutchings, J. B. (1974) “A spectroscopic analysis of HZ Herculis,” *ApJ*, 191, 483–491. doi: [10.1086/152988](https://doi.org/10.1086/152988).
- DeCesar, M. E., Boyd, P. T., Pottschmidt, K. et al. (2013) “The Be/X-Ray Binary Swift J1626.6-5156 as a Variable Cyclotron Line Source,” *The Astrophysical Journal*, 762, 61. doi: [10.1088/0004-637X/762/1/61](https://doi.org/10.1088/0004-637X/762/1/61), ADS Bibcode: 2013ApJ...762...61D.
- Dickey, J. M. & Lockman, F. J. (1990) “H I in the galaxy,” *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 28, 215–261. doi: [10.1146/annurev.aa.28.090190.001243](https://doi.org/10.1146/annurev.aa.28.090190.001243), ADS Bibcode: 1990ARA&A..28..215D.
- Dray, L. M. (2006) “On the metallicity dependence of high-mass X-ray binaries,” *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 370, 2079–2090. doi: [10.1111/j.1365-2966.2006.10635.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.10635.x), ADS Bibcode: 2006MNRAS.370.2079D.
- Ebisawa, K., Day, C. S. R., Kallman, T. R. et al. (1996) “X-Ray Spectroscopy of Centaurus X-3 with ASCA over an Eclipse,” *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 48, 425–440. doi: [10.1093/pasj/48.3.425](https://doi.org/10.1093/pasj/48.3.425).

- Eggleton, P. P. (1983) “Aproximations to the radii of Roche lobes,” *The Astrophysical Journal*, 268, 368–369. doi: [10.1086/160960](https://doi.org/10.1086/160960), ADS Bibcode: 1983ApJ...268..368E.
- Endo, T., Nagase, F., & Mihara, T. (2000) “Pulse-Phase Resolved Spectroscopy of Hercules X-1 with ASCA,” *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 52, 223. doi: [10.1093/pasj/52.2.223](https://doi.org/10.1093/pasj/52.2.223), ADS Bibcode: 2000PASJ...52..223E.
- Enoto, T., Noda, H., Mushotzky, R., & Kallman, T. R. (2015) *ASTRO-H COOK BOOK A First Step to ASTRO-H Spectral Analysis*, rev 1.02.
- Falanga, M., Bozzo, E., Lutovinov, A. et al. (2015) “The ephemeris, orbital decay, and masses of 10 eclipsing HMXBs,” *Astronomy & Astrophysics*, 577, A130. doi: [10.1051/0004-6361/201425191](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201425191), arXiv:1502.07126 [astro-ph].
- Fürst, F., Pottschmidt, K., Wilms, J. et al. (2014) “NuSTAR Discovery of a Cyclotron Line in KS 1947+300,” *The Astrophysical Journal*, 784, L40. doi: [10.1088/2041-8205/784/2/L40](https://doi.org/10.1088/2041-8205/784/2/L40), ADS Bibcode: 2014ApJ...784L..40F.
- dal Fiume, D., Frontera, F., & Morelli, E. (1988) “The X-ray pulsar A0535+26 in hard X-rays - Average spectrum, pulse-phase spectroscopy, and spectral time variability,” *The Astrophysical Journal*, 331, 313. doi: [10.1086/166555](https://doi.org/10.1086/166555).
- dal Fiume, D., Orlandini, M., Cusumano, G. et al. (1998) “The broad-band (0.1-200 keV) spectrum of HER X-1 observed with BeppoSAX,” *Astronomy and Astrophysics*, 329, L41–L44. doi: [10.48550/arXiv.astro-ph/9711295](https://doi.org/10.48550/arXiv.astro-ph/9711295).
- Fortin, F., García, F., Simaz Bunzel, A., & Chaty, S. (2023) “A catalogue of high-mass X-ray binaries in the Galaxy: from the INTEGRAL to the Gaia era,” *Astronomy and Astrophysics*, 671, A149. doi: [10.1051/0004-6361/202245236](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202245236), ADS Bibcode: 2023A&A...671A.149F.
- Frank, J., King, A., & Raine, D. J. (2002) *Accretion Power in Astrophysics: Third Edition*.
- Gendreau, K. & Arzoumanian, Z. (2017) “Searching for a pulse,” *Nature Astronomy*, 1, 895–895. doi: [10.1038/s41550-017-0301-3](https://doi.org/10.1038/s41550-017-0301-3).
- González-Galán, A., Kuulkers, E., Kretschmar, P. et al. (2012) “Spin period evolution of GX 1+4,” *Astronomy & Astrophysics*, 537, A66. doi: [10.1051/0004-6361/201117893](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117893).
- Gruber, D. E. & Rothschild, R. E. (1984) “SMC X-1 variability observed from HEAO 1,” *ApJ*, 283, 546–551. doi: [10.1086/162338](https://doi.org/10.1086/162338).
- Haberl, F., Maitra, C., Kaltenbrunner, D. et al. (2023) “SRG/eROSITA-triggered XMM-Newton observations of three Be/X-ray binaries in the LMC: Discovery of X-ray pulsations,” *Astronomy and Astrophysics*, 671, A90. doi: [10.1051/0004-6361/202245807](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202245807), ADS Bibcode: 2023A&A...671A..90H.
- Hickox, R. C., Narayan, R., & Kallman, T. R. (2004) “Origin of the Soft Excess in X-Ray Pulsars,” *ApJ*, 614, 2, 881–896. doi: [10.1086/423928](https://doi.org/10.1086/423928).
- Hilditch, R. W., Howarth, I. D., & Harries, T. J. (2005) “Forty eclipsing binaries in the Small Magellanic Cloud: fundamental parameters and Cloud distance: SMC eclipsing binaries,” *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 357, 1, 304–324. doi: [10.1111/j.1365-2966.2005.08653.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.08653.x).
- Hung, L.-W., Hickox, R. C., Boroson, B. S., & Vrtilik, S. D. (2010) “Suzaku X-ray Spectra and Pulse Profile Variations During the Superorbital Cycle of LMC X-4,” *ApJ*, 720, 2, 1202–1214. doi: [10.1088/0004-637X/720/2/1202](https://doi.org/10.1088/0004-637X/720/2/1202).

- Hutchings, J. B., Gibson, E. M., Crampton, D., & Fisher, W. A. (1985) “35 day spectroscopic effects in HZ Herculis,” *ApJ*, 292, 670–675. doi: [10.1086/163198](https://doi.org/10.1086/163198).
- Iaria, R., Di Salvo, T., Matranga, M. et al. (2015) “A possible cyclotron resonance scattering feature near 0.7 keV in X1822-371,” *Astronomy and Astrophysics*, 577, A63. doi: [10.1051/0004-6361/201423402](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201423402), ADS Bibcode: 2015A&A...577A..63I.
- Jain, C., Paul, B., & Dutta, A. (2010) 「New measurement of orbital and spin period evolution of the accretion disc corona source 4U 1822 - 37: 4U 1822 - 37: orbital and spin period evolution」, 『Monthly Notices of the Royal Astronomical Society』, 409, 2, 755–762. doi: [10.1111/j.1365-2966.2010.17336.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.17336.x).
- Jansen, F., Lumb, D., Altieri, B. et al. (2001) “XMM-Newton observatory. I. The spacecraft and operations,” *A&A*, 365, L1–L6. doi: [10.1051/0004-6361:20000036](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20000036).
- Karino, S. (2007) “Radiative Column and Light Curve of X-Ray Binary Pulsars,” *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59, 5, 961–972. doi: [10.1093/pasj/59.5.961](https://doi.org/10.1093/pasj/59.5.961).
- Lamb, F. K., Pethick, C. J., & Pines, D. (1973) “A Model for Compact X-Ray Sources: Accretion by Rotating Magnetic Stars,” *The Astrophysical Journal*, 184, 271–290. doi: [10.1086/152325](https://doi.org/10.1086/152325), ADS Bibcode: 1973ApJ...184..271L.
- Liu, Q. Z., van Paradijs, J., & van den Heuvel, E. P. J. (2007) “A catalogue of low-mass X-ray binaries in the Galaxy, LMC, and SMC (Fourth edition),” *Astronomy and Astrophysics*, 469, 807–810. doi: [10.1051/0004-6361:20077303](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20077303), ADS Bibcode: 2007A&A...469..807L.
- Makishima, K. (1986) “Iron Lines from Galactic and Extragalactic X-ray Sources,” in Mason, K. O., Watson, M. G., & White, N. E. eds. *The Physics of Accretion onto Compact Objects*, 266, 249. doi: [10.1007/3-540-17195-9_14](https://doi.org/10.1007/3-540-17195-9_14).
- Makishima, K., Mihara, T., Nagase, F., & Tanaka, Y. (1999) 「Cyclotron Resonance Effects in Two Binary X - Ray Pulsars and the Evolution of Neutron Star Magnetic Fields」, 『The Astrophysical Journal』, 525, 2, 978–994. doi: [10.1086/307912](https://doi.org/10.1086/307912).
- Markova, N. & Puls, J. (2008) “Bright OB stars in the Galaxy. IV. Stellar and wind parameters of early to late B supergiants,” *A&A*, 478, 3, 823–842. doi: [10.1051/0004-6361:20077919](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20077919).
- Markova, N., Puls, J., Repolust, T., & Markov, H. (2004) 「Bright OB stars in the Galaxy: I. Mass-loss and wind-momentum rates of O-type stars: A pure H α analysis accounting for line-blanketing」, 『Astronomy & Astrophysics』, 413, 2, 693–709. doi: [10.1051/0004-6361:20031463](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20031463).
- Middleditch, J., Mason, K. O., Nelson, J. E., & White, N. E. (1981) “4U 1626-67 : A prograde spinning X-ray pulsar in A 2500 S binary system.” *The Astrophysical Journal*, 244, 1001–1021. doi: [10.1086/158772](https://doi.org/10.1086/158772), ADS Bibcode: 1981ApJ...244.1001M.
- Mihara, T., Yamamoto, T., Sugizaki, M. et al. (2014) *Cyclotron lines at high energies in GRO J1008-57 and GX 304-1 with MAXI-Suzaku collaboration*. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2014efxu.conf...91M>, Conference Name: Suzaku-MAXI 2014: Expanding the Frontiers of the X-ray Universe Pages: 91 ADS Bibcode: 2014efxu.conf...91M.
- Mitsuda, K., Bautz, M., Inoue, H. et al. (2007) “The X-Ray Observatory Suzaku,” *PASJ*, 59, S1–S7. doi: [10.1093/pasj/59.sp1.S1](https://doi.org/10.1093/pasj/59.sp1.S1).
- Nagase, F., Zylstra, G., Sonobe, T. et al. (1994) “Line-dominated Eclipse Spectrum of VELA X-1,” *The Astrophysical Journal*, 436, L1. doi: [10.1086/187619](https://doi.org/10.1086/187619).

- Nakajima, M., Mihara, T., Makishima, K., & Niko, H. (2006) “A Further Study of the Luminosity-dependent Cyclotron Resonance Energies of the Binary X-Ray Pulsar 4U 0115+63 with the Rossi X-Ray Timing Explorer,” *ApJ*, 646, 2, 1125–1138. doi: [10.1086/502638](https://doi.org/10.1086/502638).
- Oosterbroek, T., Parmar, A. N., Martin, D. D. E., & Lammers, U. (1997) “The BeppoSAX LECS X-ray spectrum of Hercules X-1,” *A&A*, 327, 215–218. doi: [10.48550/arXiv.astro-ph/9706188](https://doi.org/10.48550/arXiv.astro-ph/9706188).
- Paul, B., Nagase, F., Endo, T. et al. (2002) 「Nature of the Soft Spectral Component in the X - Ray Pulsars SMC X - 1 and LMC X - 4」, 『The Astrophysical Journal』, 579, 1, 411–421. doi: [10.1086/342701](https://doi.org/10.1086/342701).
- Pietrzyński, G., Graczyk, D., Gieren, W. et al. (2013) “An eclipsing-binary distance to the Large Magellanic Cloud accurate to two per cent,” *Nature*, 495, 7439, 76–79. doi: [10.1038/nature11878](https://doi.org/10.1038/nature11878).
- Pike, S. N., Harrison, F. A., Bachetti, M. et al. (2019) “Observing the Transient Pulsations of SMC X-1 with NuSTAR,” *The Astrophysical Journal*, 875, 2, 144. doi: [10.3847/1538-4357/ab0f2b](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab0f2b).
- Pradhan, P., Maitra, C., & Paul, B. (2020) “Is Superorbital Modulation in SMC X-1 Caused by Absorption in a Warped Precessing Accretion Disk?” *The Astrophysical Journal*, 895, 1, 10. doi: [10.3847/1538-4357/ab8224](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab8224).
- Remillard, R. A., Loewenstein, M., Steiner, J. F. et al. (2022) “An Empirical Background Model for the NICER X-ray Timing Instrument,” *The Astronomical Journal*, 163, 3, 130. doi: [10.3847/1538-3881/ac4ae6](https://doi.org/10.3847/1538-3881/ac4ae6), arXiv:2105.09901 [astro-ph].
- Sakao, T., Makishima, K., Ohashi, T. et al. (1990) “When will the peculiar X-ray pulsar GX 1+4 resume the fast spin-up?,” *MNRAS*, 246, 11P.
- Schulz, N. S., Canizares, C. R., Lee, J. C., & Sako, M. (2002) “The Ionized Stellar Wind in Vela X-1 During Eclipse,” *The Astrophysical Journal*, 564, 1, L21–L25. doi: [10.1086/338862](https://doi.org/10.1086/338862).
- Serlemitsos, P. J., Soong, Y., Chan, K.-W. et al. (2007) “The X-Ray Telescope onboard Suzaku,” *PASJ*, 59, S9–S21. doi: [10.1093/pasj/59.sp1.S9](https://doi.org/10.1093/pasj/59.sp1.S9).
- Shtykovskiy, P. & Gilfanov, M. (2005) 「High mass X-ray binaries in the LMC: Dependence on the stellar population age and the “propeller” effect」, 『Astronomy & Astrophysics』, 431, 2, 597–614. doi: [10.1051/0004-6361:20041074](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20041074).
- Sidoli, L., La Palombara, N., Esposito, P. et al. (2015) “Spectral properties of the soft excess pulsar RX J0059.2-7138 during its 2013 outburst,” *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 449, 3710–3718. doi: [10.1093/mnras/stv580](https://doi.org/10.1093/mnras/stv580), ADS Bibcode: 2015MNRAS.449.3710S.
- Suchy, S., Pottschmidt, K., Rothschild, R. E. et al. (2011) “SUZAKU OBSERVATIONS OF THE HMXB 1A 1118–61,” *The Astrophysical Journal*, 733, 1, 15. doi: [10.1088/0004-637X/733/1/15](https://doi.org/10.1088/0004-637X/733/1/15).
- Swank, J. H., Becker, R. H., Boldt, E. A. et al. (1977) “Spectral evolution of a long X-ray burst.,” *ApJL*, 212, L73–L76. doi: [10.1086/182378](https://doi.org/10.1086/182378).
- Tatum, J. (2022) “Stellar Atmospheres,” [https://phys.libretexts.org/Bookshelves/Astronomy_Cosmology/Stellar_Atmospheres_\(Tatum\)](https://phys.libretexts.org/Bookshelves/Astronomy_Cosmology/Stellar_Atmospheres_(Tatum)).
- Tauris, T. M., Kramer, M., Freire, P. C. C. et al. (2017) “Formation of Double Neutron Star Systems,” *The Astrophysical Journal*, 846, 2, 170. doi: [10.3847/1538-4357/aa7e89](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa7e89).

- Wijnands, R. & van der Klis, M. (1998) “A millisecond pulsar in an X-ray binary system,” *Nature*, 394, 6691, 344–346. doi: [10.1038/28557](https://doi.org/10.1038/28557).
- Wilms, J., Allen, A., & McCray, R. (2000) “On the Absorption of X-Rays in the Interstellar Medium,” *The Astrophysical Journal*, 542, 914–924. doi: [10.1086/317016](https://doi.org/10.1086/317016), ADS Bibcode: 2000ApJ...542..914W.
- Wojdowski, P. S., Liedahl, D. A., & Sako, M. (2001) “The X-Ray Photoionized Wind in Cen X-3/V779 Cen,” *ApJ*, 547, 2, 973–987. doi: [10.1086/318425](https://doi.org/10.1086/318425).
- Woo, J. W., Clark, G. W., Blondin, J. M. et al. (1995) “Wind Dynamics in SMC X-1. II. GINGA and ROSAT Observations,” *ApJ*, 445, 896. doi: [10.1086/175749](https://doi.org/10.1086/175749).
- Yamaguchi, H., Eriksen, K. A., Badenes, C. et al. (2014) “New Evidence for Efficient Collisionless Heating of Electrons at the Reverse Shock of a Young Supernova Remnant,” *The Astrophysical Journal*, 780, 136. doi: [10.1088/0004-637X/780/2/136](https://doi.org/10.1088/0004-637X/780/2/136).
- 井上一・小山勝二・高橋忠幸・水本好彦 (2019) 『宇宙の観測 III-高エネルギー天文学』, シリーズ現代の天文学, 日本評論社.
- 祖父江義明・有本信雄・家正則 (2018) 『銀河 II[第2版]』, シリーズ現代の天文学, 日本評論社.
- 野本憲一・定金晃三・佐藤勝彦 (2009) 『恒星』, シリーズ現代の天文学, 日本評論社.
- 嶺重真 (2016) 『ブラックホール天文学』, 日本評論社.

付録 A 章

解析天体のスペクトルの一覧

ここでは、本文中で紹介を行っていない天体のスペクトルフィットの図をまとめた。スペクトル中の黒い実線はフィッティングモデル全体を表している。点線はフィッティングモデルに用いた各成分を表していて、オレンジ色は連続成分、青色は軟 X 線超過、マゼンダは低電離の鉄 $K\alpha$ 輝線。それ以外にも残差に顕著な輝線が確認できた場合にはガウス関数を追加した。MW, LMC, SMC にある天体の順で紹介する。

A.1 MW の天体

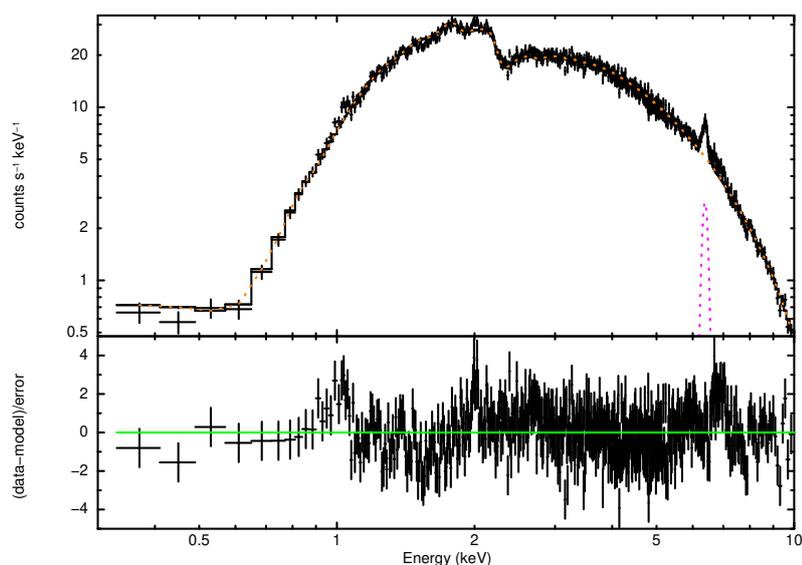


図 A.1: Cen X-3 の X 線スペクトル.

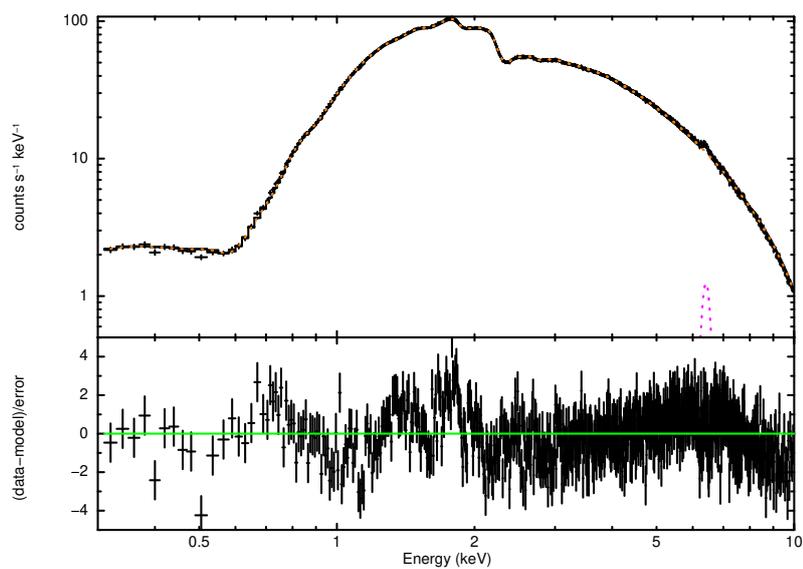


図 A.2: Swift J0243.6+6124 の X 線スペクトル.

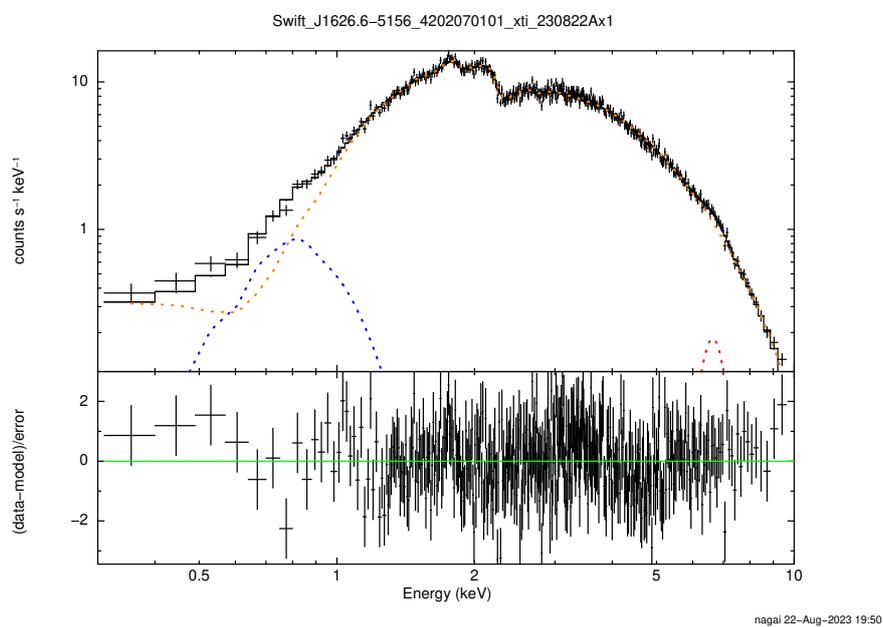


図 A.3: Swift J1626.6-5156 の X 線スペクトル.

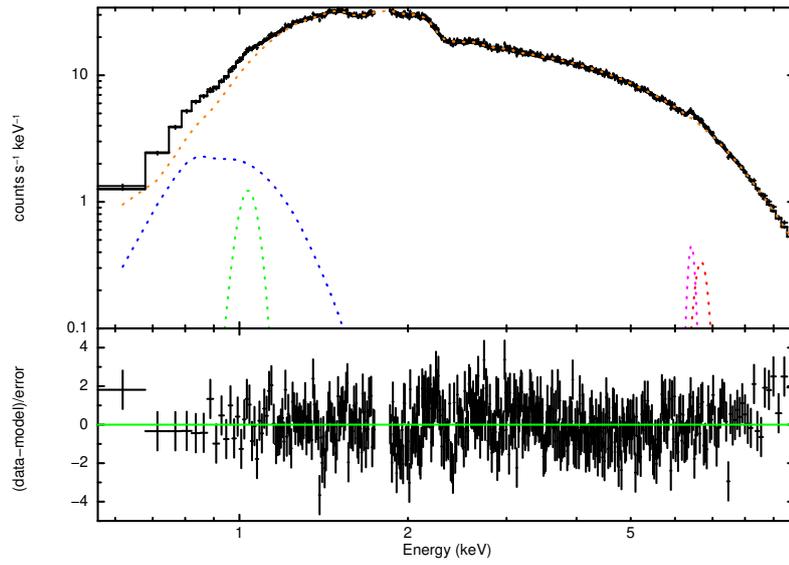


図 A.4: KS 1947+300 の X 線スペクトル.

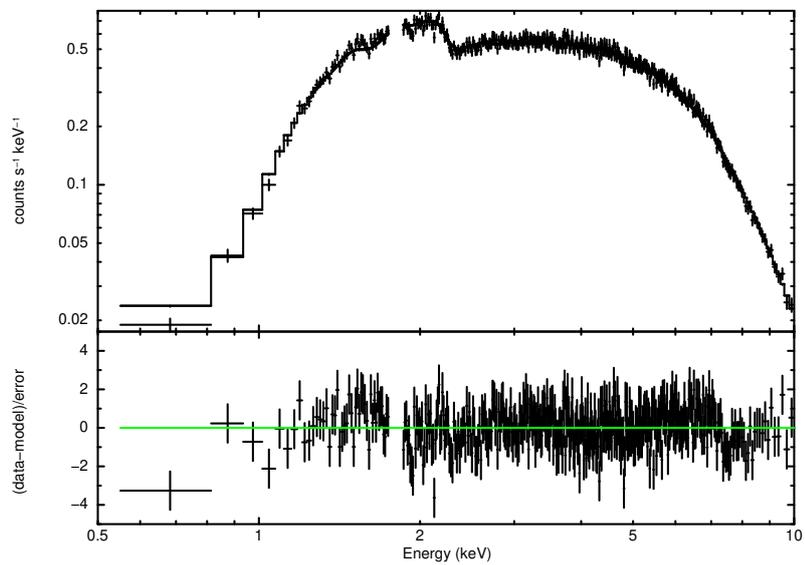


図 A.5: XTE J1946+274 の X 線スペクトル.

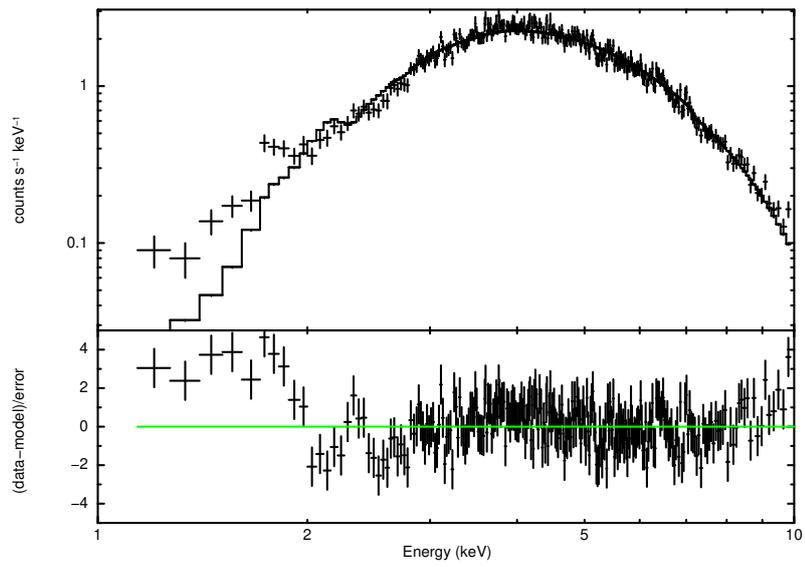


図 A.6: OAO 1657-415 の X 線スペクトル.

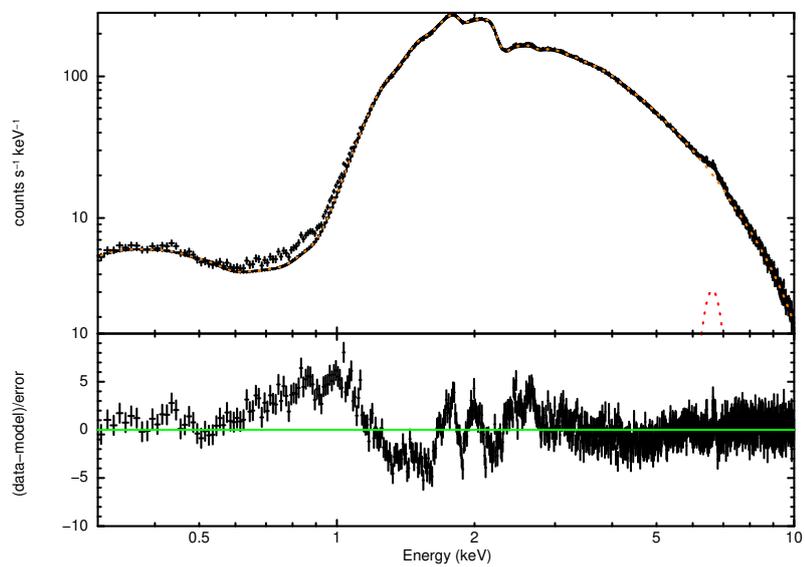


図 A.7: EXO 2030+375 の X 線スペクトル.

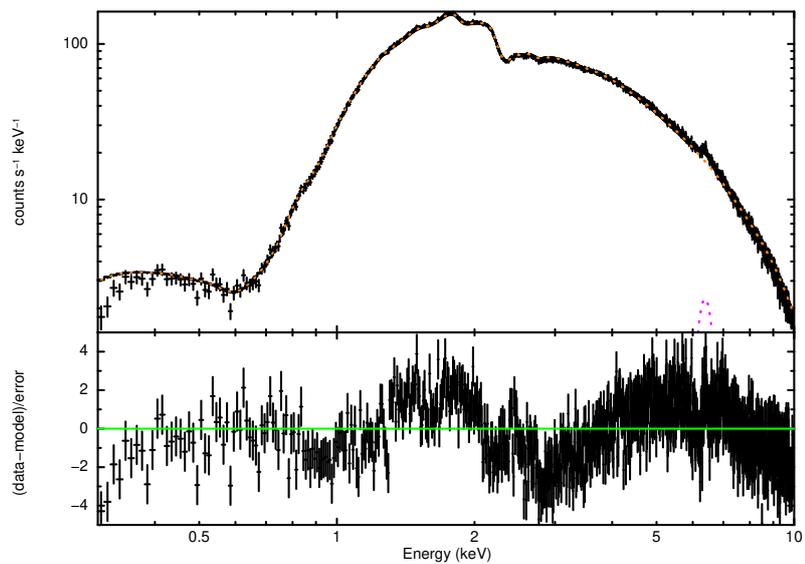


図 A.8: GRO J1008-57 の X 線スペクトル.

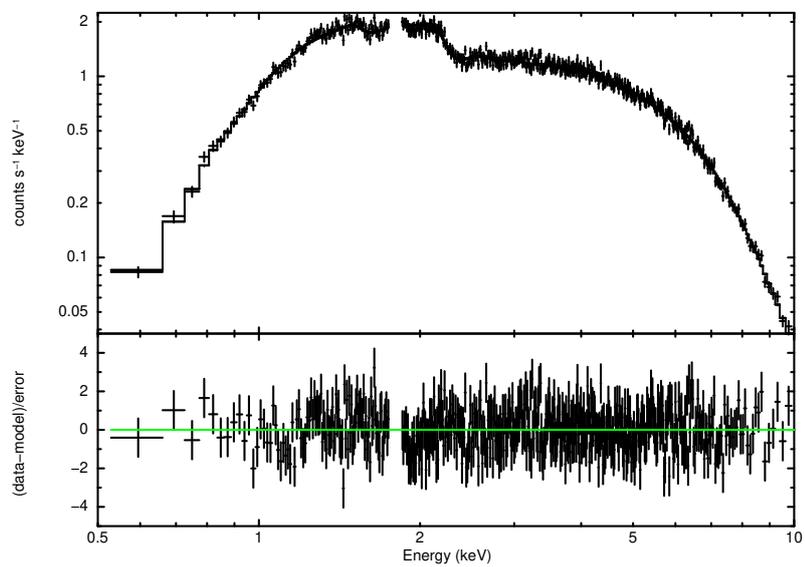


図 A.9: 1A 0535+262 の X 線スペクトル.

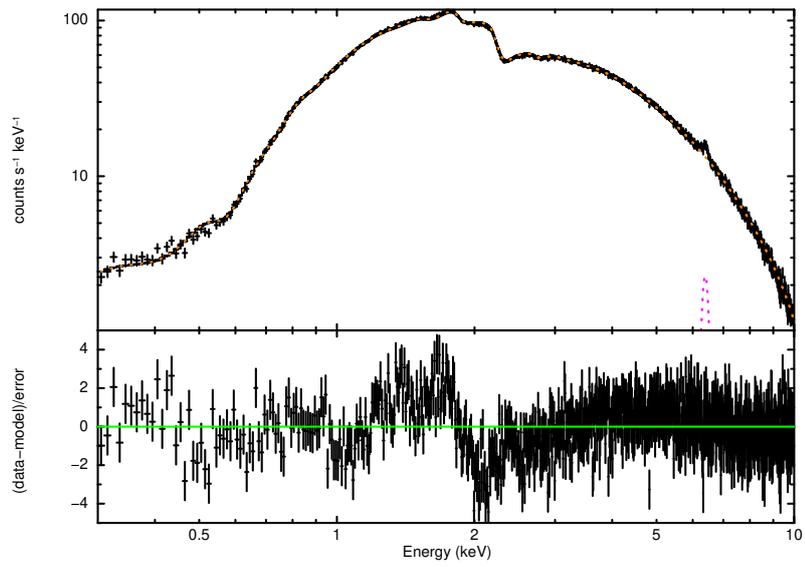


図 A.10: LS V+44 17 の X 線スペクトル.

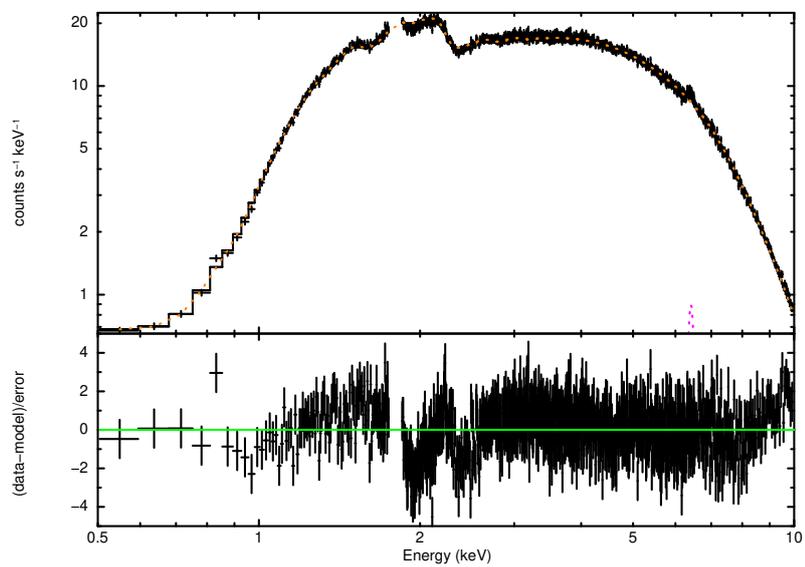


図 A.11: GX 304-1 の X 線スペクトル.

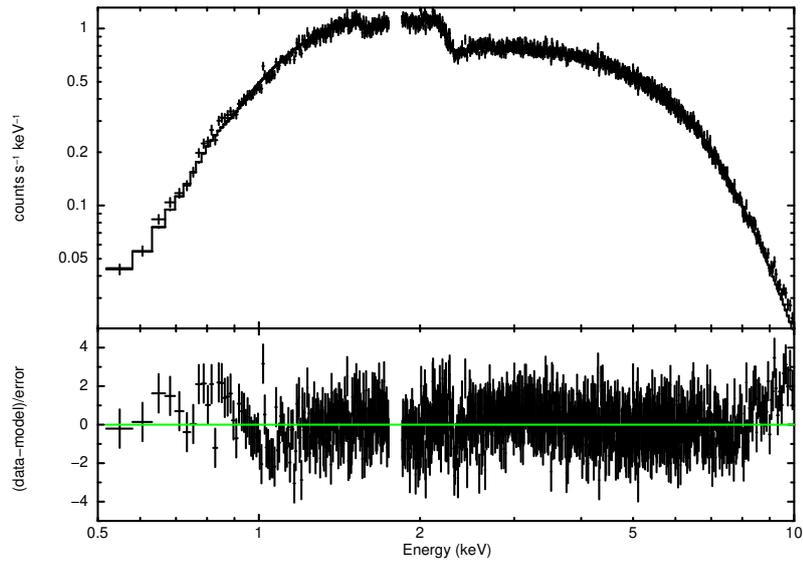


図 A.12: 4U 2206+54 の X 線スペクトル.

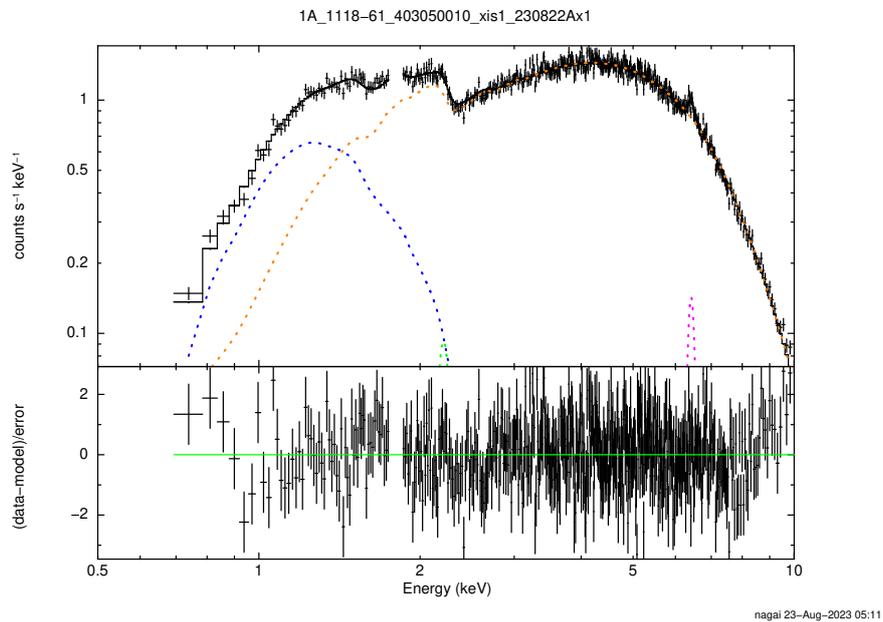


図 A.13: 1A 1118-61 の X 線スペクトル.

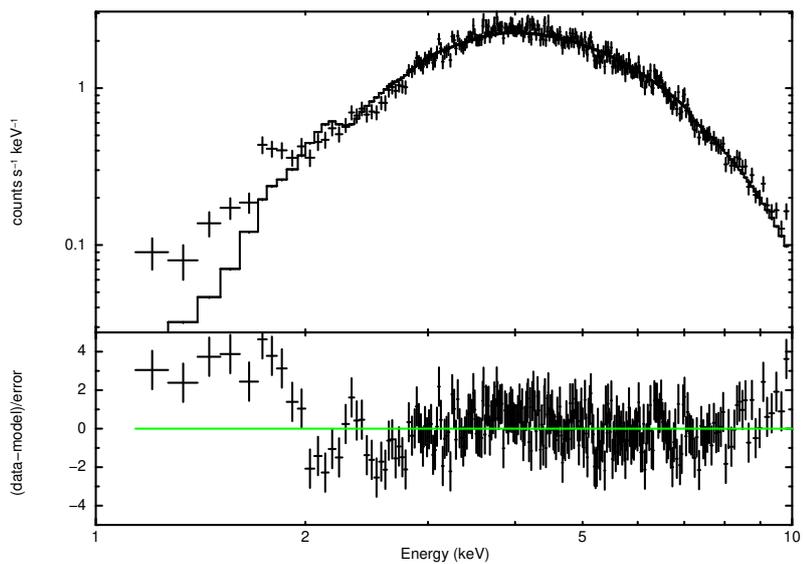


図 A.14: 4U 1907+09 の X 線スペクトル.

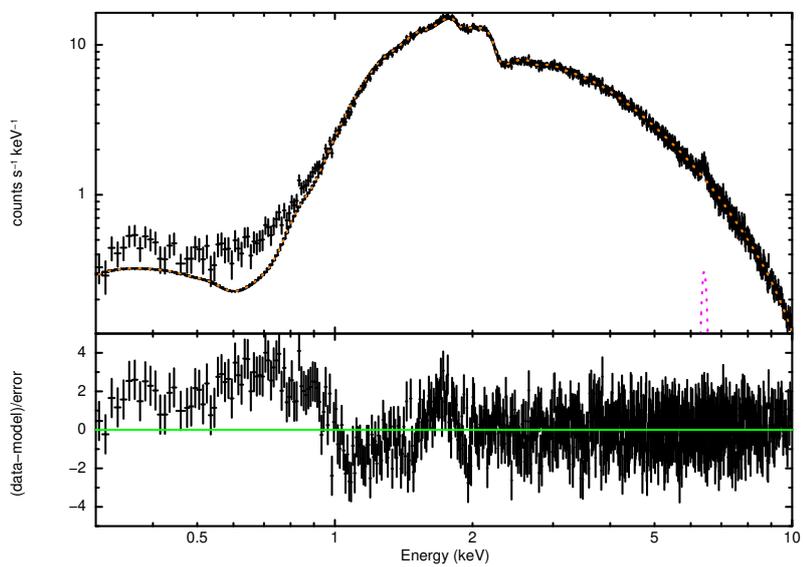


図 A.15: 4U 1538-522 の X 線スペクトル.

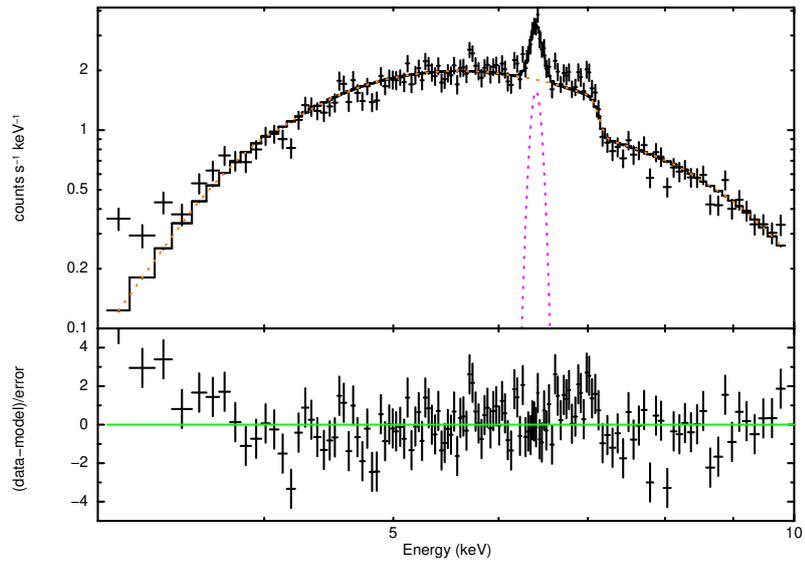


図 A.16: GX 301-2 の X 線スペクトル.

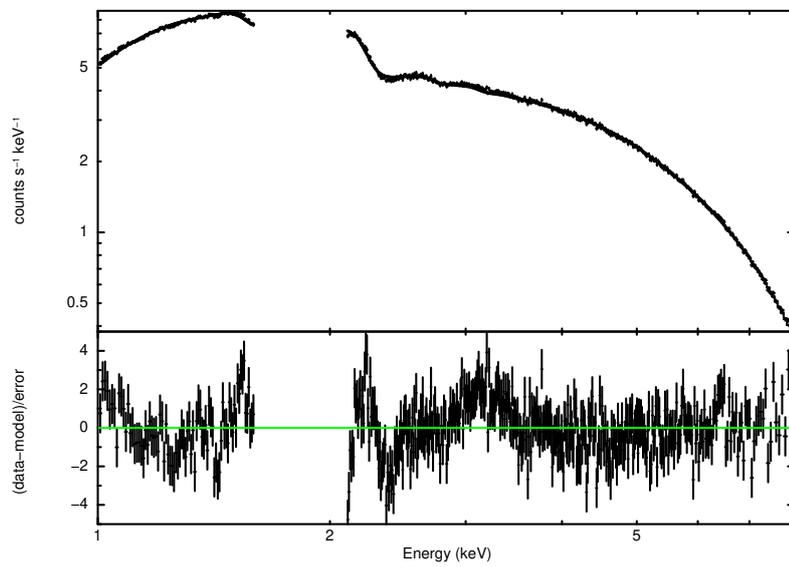


図 A.17: 4U 0352+30 の X 線スペクトル.

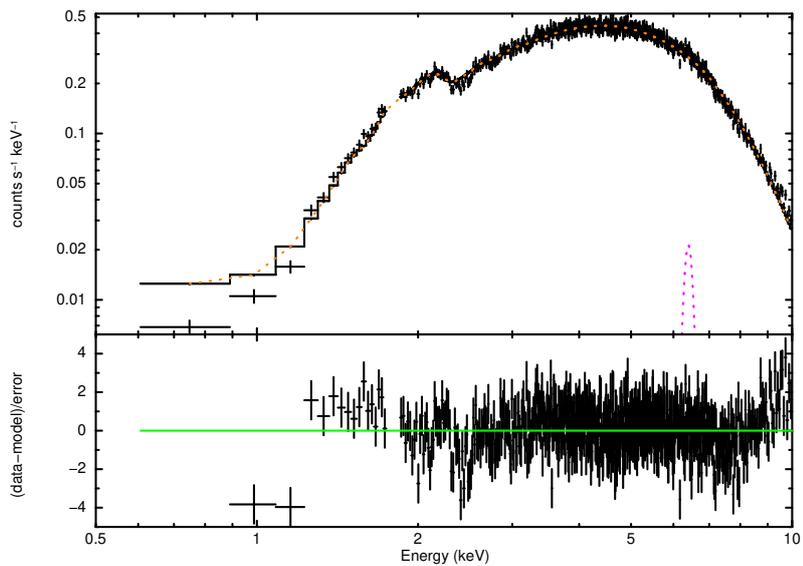


図 A.18: 4U 0114+65 の X 線スペクトル.

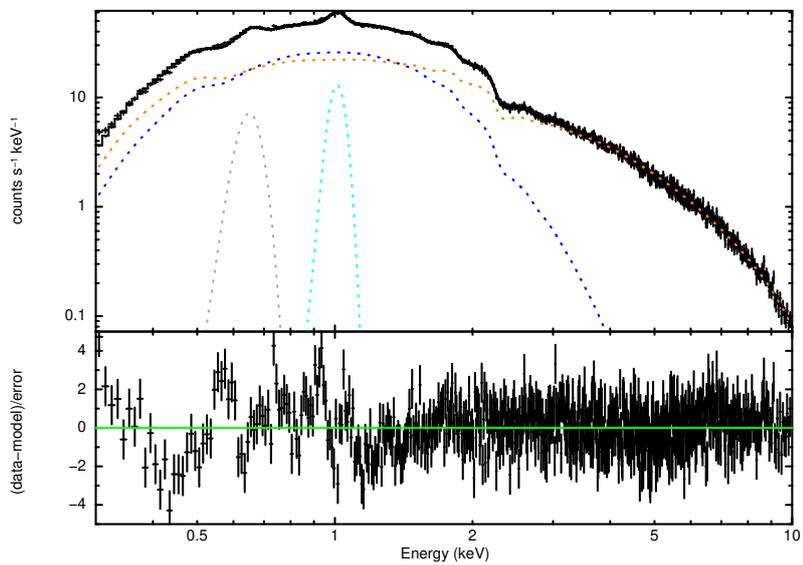


図 A.19: 4U 1626-67 の X 線スペクトル.

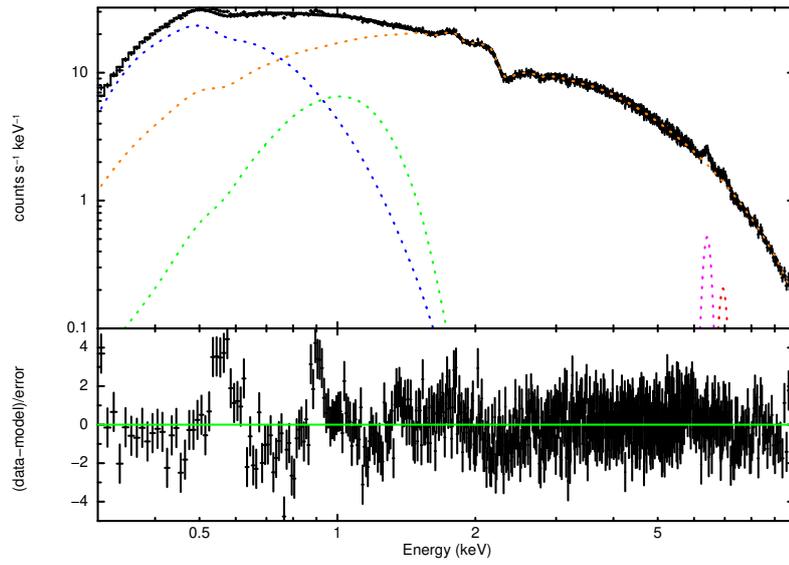


図 A.20: 4U 1822-371 の X 線スペクトル.

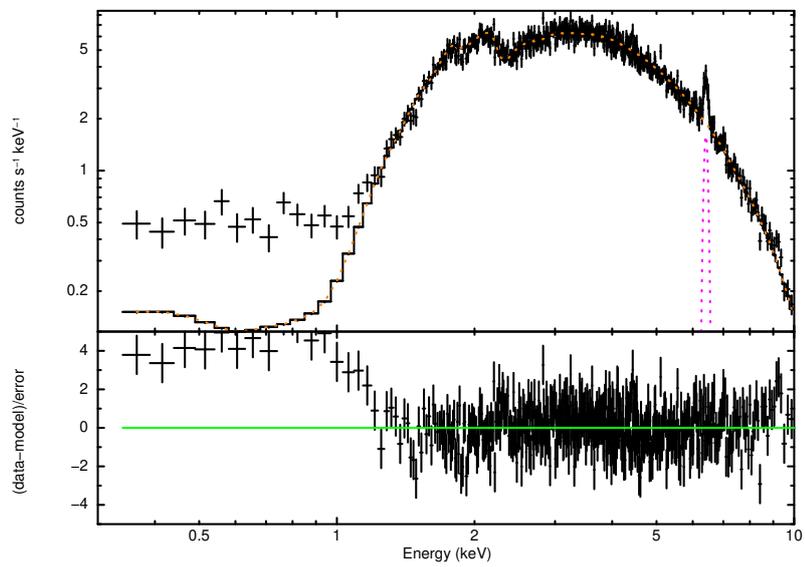


図 A.21: GX 1+4 の X 線スペクトル.

A.2 LMCの天体

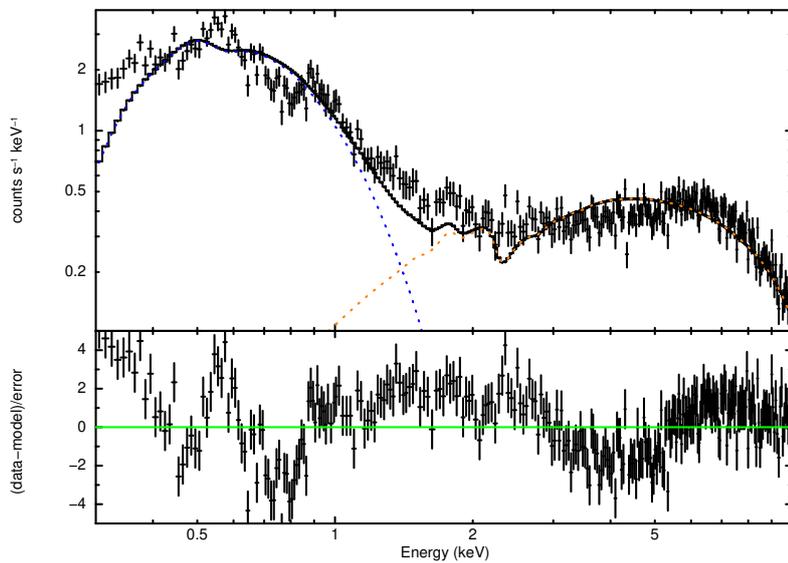


図 A.22: 1A 0535-668 の X 線スペクトル.

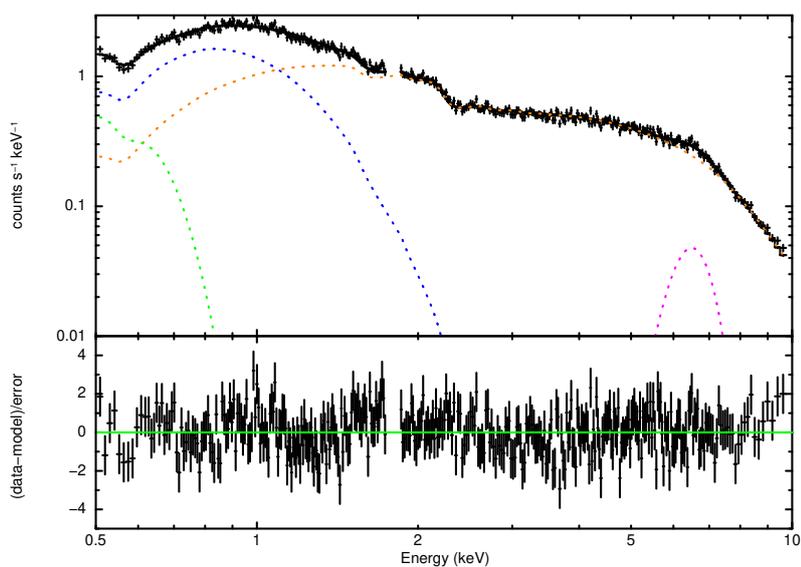


図 A.23: LMC X-4 の X 線スペクトル.

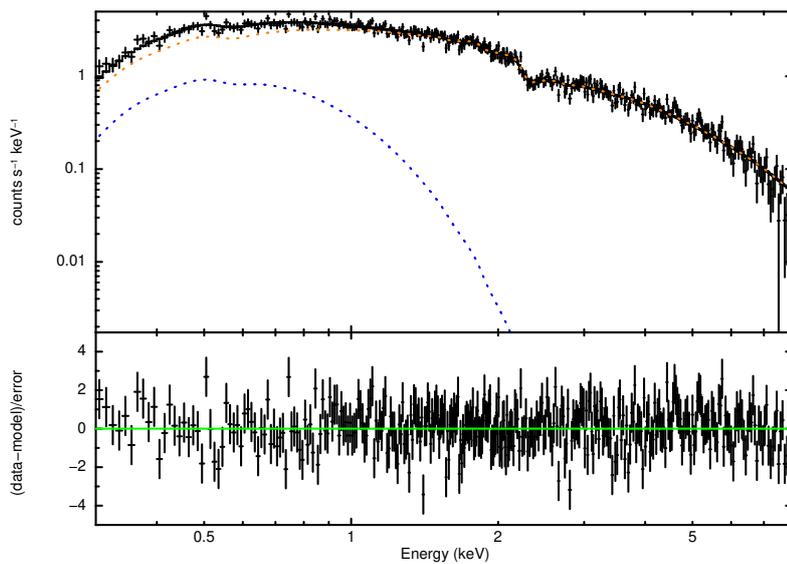


図 A.24: RX J0529.8-6556 の X 線スペクトル.

A.3 SMC の天体

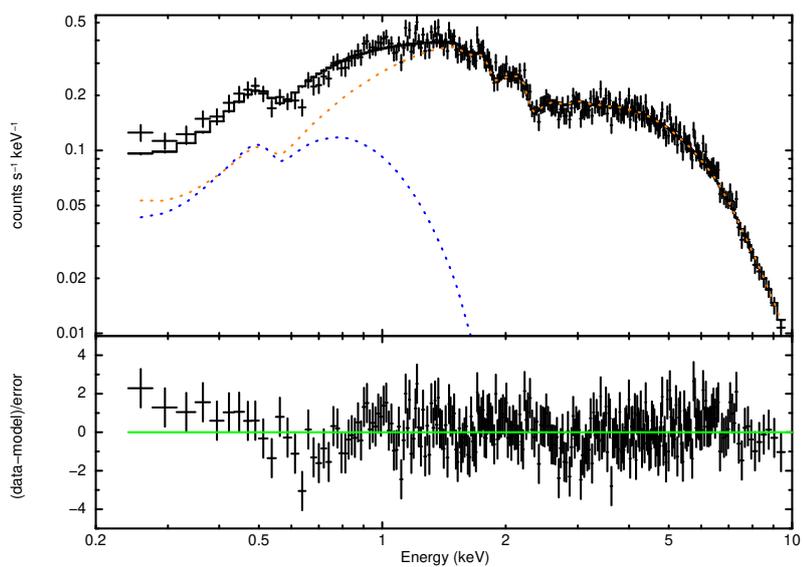


図 A.25: SXP 2.16 の X 線スペクトル.

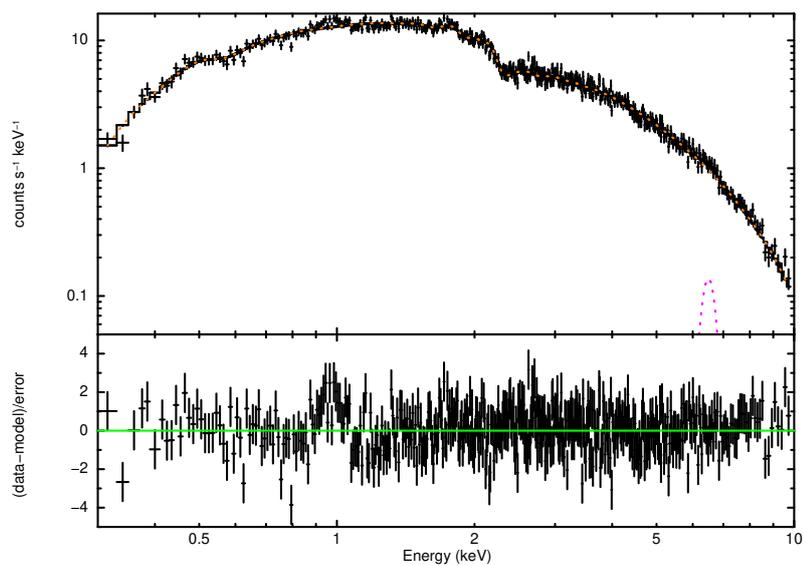


図 A.26: SMC X-2 の X 線スペクトル.

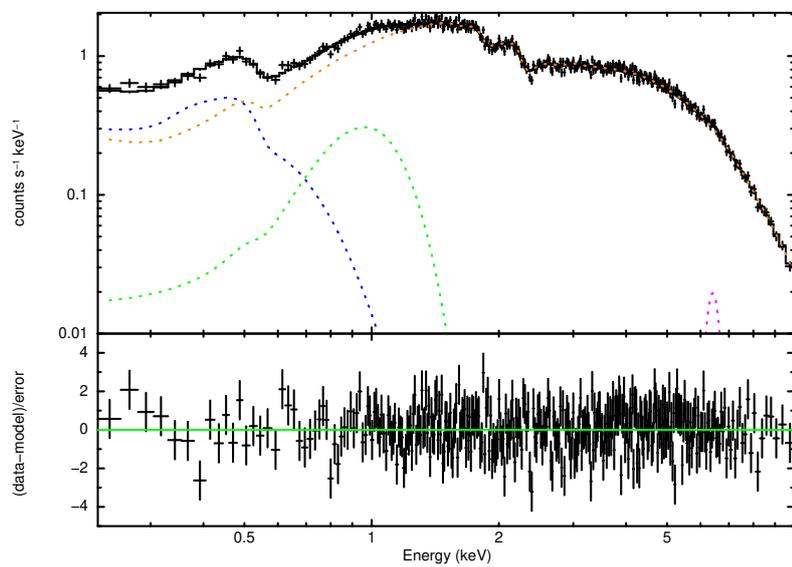


図 A.27: SXP 2.76 の X 線スペクトル.

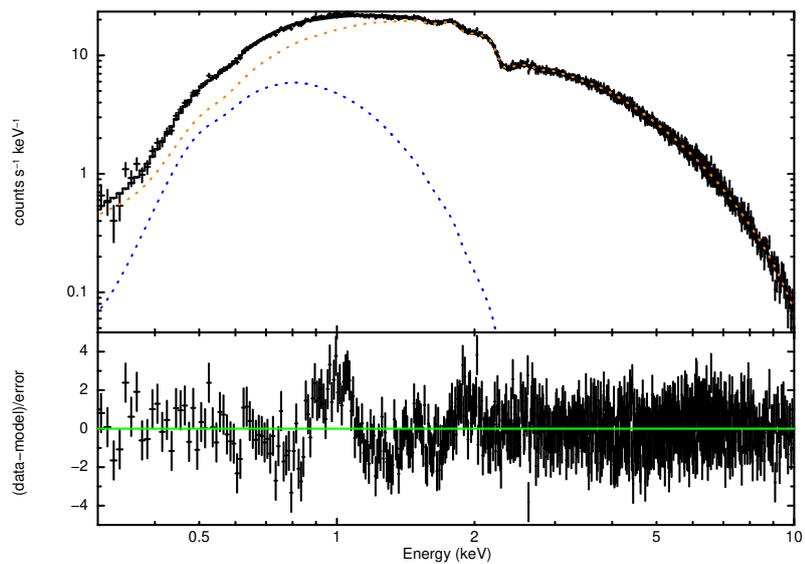


図 A.28: SXP 4.78 の X 線スペクトル.

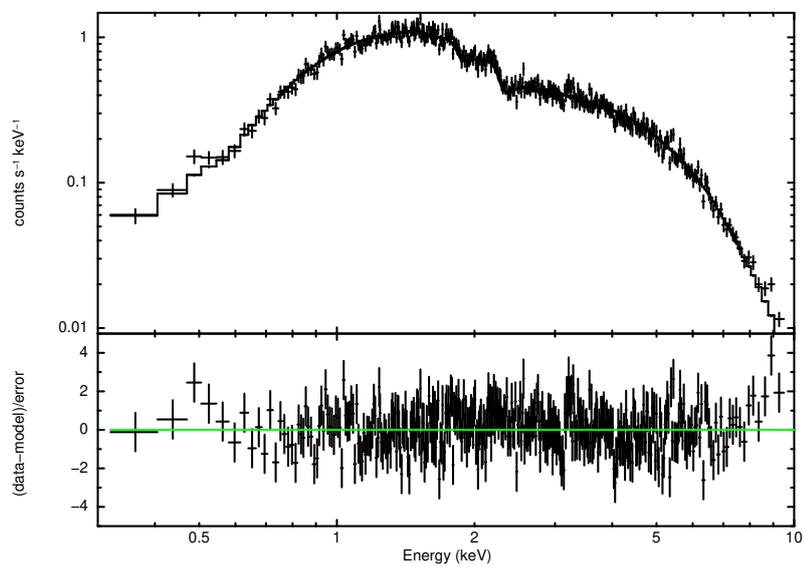


図 A.29: SXP 5.05 の X 線スペクトル.

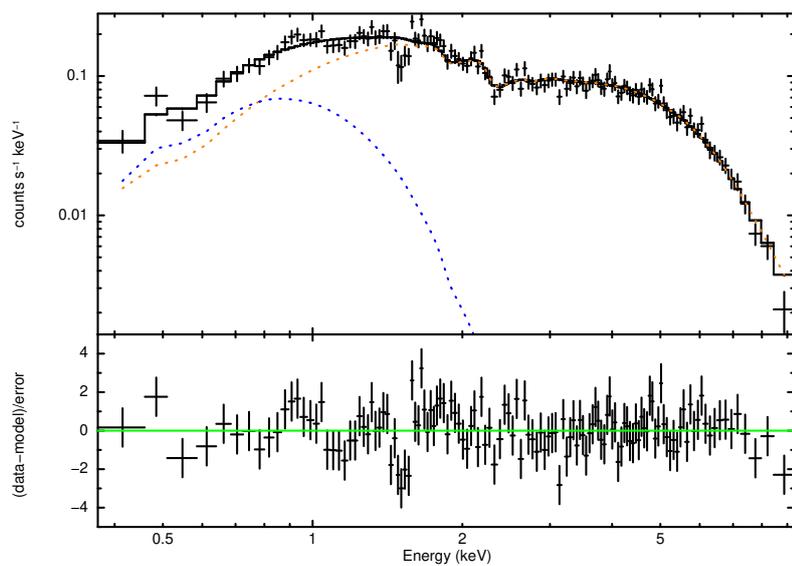


図 A.30: SXP 6.85 の X 線スペクトル.

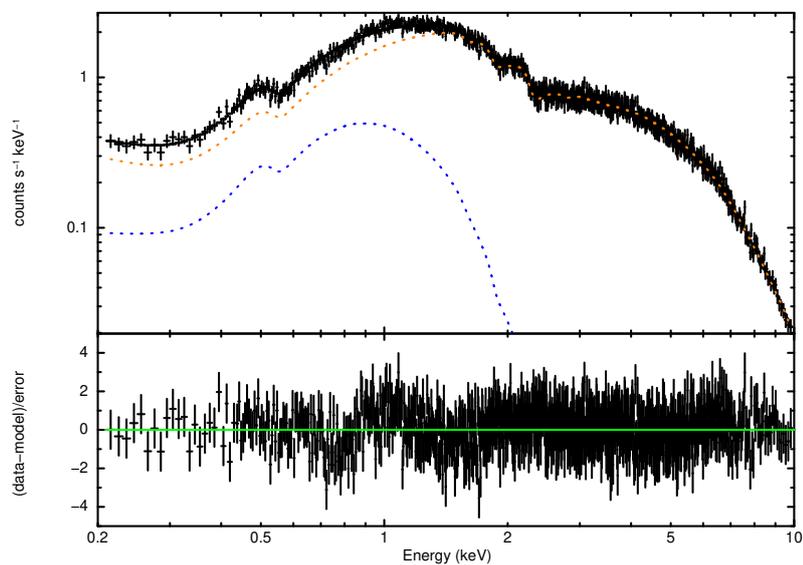


図 A.31: SMC X-3 の X 線スペクトル.

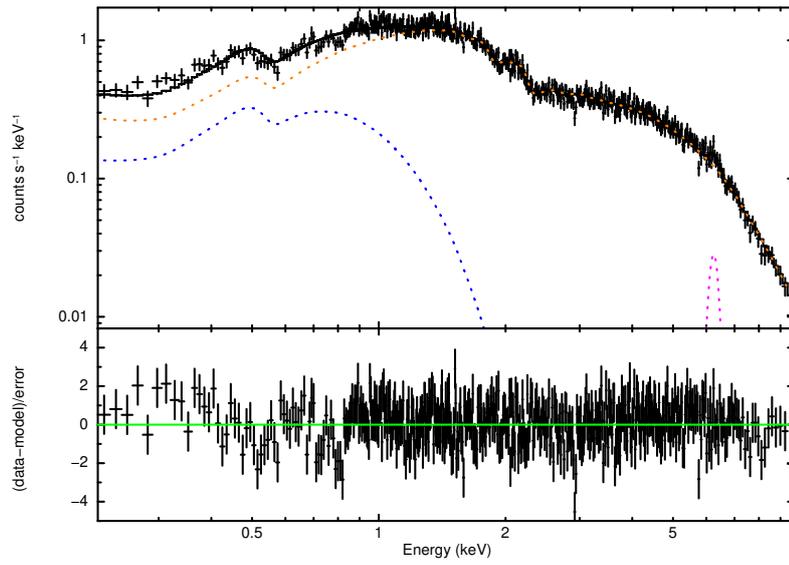


図 A.32: SXP 11.6 の X 線スペクトル.

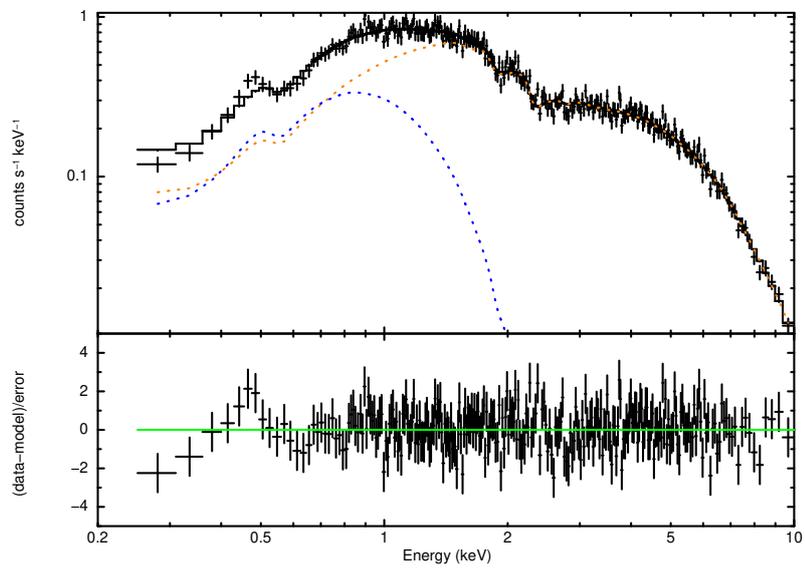


図 A.33: SXP 59.0 の X 線スペクトル.

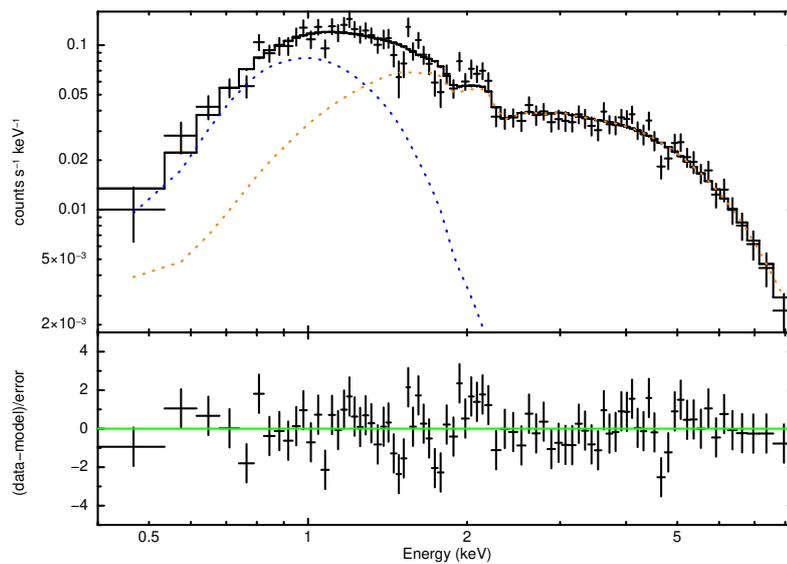


図 A.34: SXP 1062 の X 線スペクトル.