修士論文

特異天体 XSS J12270-4859 の多波長観測

東京大学大学院 理学系研究科 天文学専攻 修士課程 宇宙航空研究開発機構 宇宙科学研究本部 ksaitou@astro.isas.jaxa.jp

齊藤 慧

指導教員 海老沢 研教授

2010年2月23日

概要

銀河系には、我々が知らない X 線天体が多数存在していることを最近の研究が物語っている。銀河系内の X 線天体の数は有限であるため、ある限界フラックスで個数密度は飽和するはずである。しかし、Chandra 衛星による長時間観測によって、現在到達しうる最も暗いフラックスでも個数密度が飽和していないことが分かってきた。また、最近では、INTEGRAL 衛星、Fermi 衛星などの活躍によって、硬 X 線、 γ 線領域でも新たな天体が多数見つかり始めている。このことは、従来から考えられている銀河系内 X 線天体の種族分類を再考しなければならないことを示している。新たに見つかった天体の中に、未知の種族が隠されているのかもしれない。

本研究では、可視分光観測によって Intermediate Polar (IP) と種族分類された天体 XSS J12270-4859 に注目した。その理由は、X 線で観測した時に様々な特異な性質を示す一方、IP に特有ないくつかの特徴を示していないからである。

本研究では、X 線衛星すざく、X 線衛星 RXTE、X 線衛星 Swift、近赤外線望遠鏡 IRSF による多波 長データを用いて解析を行い、目的天体は IP ではなく、低質量 X 線連星系と考えられることを示した。 さらに、天体の時間変動が、以下のような特異な振る舞いを示すことを明らかにした。 (1) 短時間で繰り返し X 線増光を示す、 (2) 周期性のない X 線減光を示す、 (3) いくつかの X 線増光の後に X 線スペクトルがハードになる、 (4) X 線増光に同期して、近赤外線でも増光を示す。また、本研究によって XSS J12270—4859 の特異性が明らかになった後に、Fermi 衛星の γ 線天体カタログが公開されたが、目的天体は γ 線を放射しているごく少数の X 線連星系の一つであることが分かった。

様々なX線連星系と比較しても、目的天体で見られるような時間変動は他に例を見ない。また、連星系で γ 線を放射している系は、今までに数例しか知られていない。ゆえに、目的天体は未知なる種族の天体の可能性がある。その起源を探るための第一歩として、目的天体の放射機構を説明するモデルの提唱を行った。

目次

第1章	序論		1
第2章	X 線i	車星系	Ę
2.1	ブラ、	ックホール/中性子星連星系	6
	2.1.1	大質量 X 線連星系	6
	2.1.2	低質量 X 線連星系	8
	2.1.3	Z source \succeq Atoll source	Ć
	2.1.4	I 型バースト	11
	2.1.5	II 型バースト	13
	2.1.6	マイクロクェーサー	13
2.2	白色短	委星連星系	15
	2.2.1	新星	15
	2.2.2	矮新星	15
	2.2.3	新星状变光星	17
	2.2.4	Intermediate Polar	18
	2.2.5	Polar	20
	2.2.6	AM CVn 型星	22
	2.2.7	共生星	22
第3章	XSS	J12270-4859	25
3.1	天体(D発見	26
3.2	Inter	mediate Polar への分類	26
3.3	分類~	への疑義	28
第 4 章	観測者	<u> </u>	31
4.1	X 線征	彰星すざく	32
	4.1.1	概要	32
	4.1.2	X 線望遠鏡	32
	4.1.3	X 線 CCD カメラ (XIS)	33
	4.1.4	硬 X 線検出器 (HXD)	36
4.9	V k自分	新見 DYTF	30

	4.2.1	概要
	4.2.2	X 線比例計数管 (PCA)
4.3	X 線	衛星 Swift
	4.3.1	概要
	4.3.2	X 線望遠鏡 (XRT)
4.4	近赤统	外線望遠鏡 IRSF
	4.4.1	概要
	4.4.2	近赤外線撮像装置 (SIRIUS)
	4.4.3	近赤外線偏光装置 (SIRPOL)
第5章	観測。	とデータ処理
5.1	X 線	衛星すざく
	5.1.1	観測
	5.1.2	データ処理....................................
5.2	X 線	衛星 RXTE
	5.2.1	観測
	5.2.2	データ処理....................................
5.3	X 線	衛星 Swift
	5.3.1	観測
	5.3.2	データ処理....................................
5.4	近赤统	外線望遠鏡 IRSF
	5.4.1	観測
	5.4.2	データ処理
` ← - = -	4 刀+⊏	노산田
第6章	解析。	⊂結来 衛星すざく
6.1		···
	6.1.1	光度曲線解析
	6.1.2	周期解析・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・
	6.1.3	スペクトル解析
6.0	6.1.4	二色図解析
6.2		衛星 RXTE
	6.2.1	光度曲線解析
	6.2.2	スペクトル解析
6.3		衛星 Swift
	6.3.1	光度曲線解析
6.4		外線望遠鏡 IRSF
	6.4.1	光度曲線解析
	6.4.2	偏光解析
第7章	議論	

7.1	観測事実の整理・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・	75
	7.1.1 現在までの研究で分かっていたこと	75
	7.1.2 本研究で新たに分かったこと	75
7.2	様々な天体種族との比較	76
	7.2.1 HMXB	76
	7.2.2 Z source	78
	7.2.3 Atoll source	78
	7.2.4 Ⅰ型バースト	79
	7.2.5 II 型バースト	80
	7.2.6 マイクロクェーサー	80
	7.2.7 新星	81
	7.2.8 矮新星	81
	7.2.9 新星状变光星	82
	7.2.10 IP	82
	7.2.11 Polar	83
	7.2.12 AM CVn 型星	83
	7.2.13 共生星	84
7.3	天体までの距離と $oxed{X}$ 線光度の見積もり $oxed{L}$	84
7.4	天体の正体	85
	7.4.1 IP の種族分類について	85
	7.4.2 天体の種族分類に関する考察	86
7.5	放射機構の説明・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・	88
	7.5.1 Spectral Energy Distribution	88
	7.5.2 放射モデル	89
	7.5.3 未解決問題	90
第8章	結論 ····································	95
参考文献		96
付録 A	観測されたカラーから天体までの距離を推定する方法	103
A.1	序論	103
A.2	各フィルターにおける減光量を水素柱密度で記述	103
A.3	観測された等級と減光量から本来の等級の見積り	104
A.4	カラーの値から天体のスペクトルタイプを推定	105
A.5	スペクトルタイプから各バンドにおける絶対等級を推定	105
A.6	天体までの距離を推定	105
謝辞		107

図目次

1.1	GRXE の分布	3
1.2	銀河面の $\log N - \log S$ プロット \ldots	3
1.3	銀河面の $\log N - \log S$ プロットの構成天体 \ldots	3
2.1	HMXB と LMXB の質量輸送の違い	7
2.2	HMXB と LMXB の分布図	7
2.3	Cyclotron Resonance Scattering Feature	8
2.4	HMXB の可視スペクトル	9
2.5	HMXB の近赤外線スペクトル	9
2.6	LMXB の可視スペクトル	10
2.7	LMXB の近赤外線スペクトル	10
2.8	Z source と Atoll source の二色図	11
2.9	I 型バーストのライトカーブ	12
2.10	II 型バーストのライトカーブ	13
2.11	GRS 1915+105 の時間変動	14
2.12	新星のライトカーブの概念図	16
2.13	新星における白色矮星質量と質量降着率の関係図	16
2.14	矮新星のリミットサイクル	18
2.15	SU UMa 型矮新星の物理量の時間変化	18
2.16	矮新星の境界層の構造	19
2.17	新星状変光星と矮新星の関係図	19
2.18	IP の概念図	20
2.19	IP の降着柱の概念図	20
2.20	IP の可視スペクトル	21
2.21	Polar の概念図	21
2.22	共生星の可視・紫外線スペクトル	23
3.1	XSS J12270–4859 の可視スペクトル (Masetti et al. 2004)	27
3.2	XSS J12270-4859 の X 線周期探査	28
3.3	XSS J12270-4859 の X 線スペクトル	28
3.4	XSS J12270-4859 の X 線・軟 γ 線スペクトル	29

3.5	XSS J12270-4859 の可視スペクトル (Pretorius 2009)
3.6	XSS J12270-4859 の可視光度曲線
3.7	XSS J12270-4859 の可視周期探査
4.1	すざく衛星の外観 33
4.2	すざく衛星搭載 X 線望遠鏡の外観 \dots 33
4.3	すざく衛星搭載 X 線望遠鏡の性能 \dots 35
4.4	すざく衛星搭載 X 線 CCD カメラ (XIS) の外観
4.5	すざく衛星搭載 X 線 CCD カメラ (XIS) の量子効率 $\dots \dots 37$
4.6	すざく衛星搭載 X 線 CCD カメラ (XIS) の概略図 $\dots \dots 37$
4.7	すざく衛星搭載 硬 X 線検出器 (HXD) の外観
4.8	すざく衛星搭載 硬 $oxed{X}$ 線検出器 $oxed{(HXD)}$ の $oxed{Well}$ ユニットの断面図 $oxed{L}$
4.9	すざく衛星搭載 硬 $oxed{X}$ 線検出器 $oxed{(HXD)}$ の応答関数 $oxed{L}$
4.10	RXTE 衛星の外観
4.11	RXTE 衛星搭載 比例計数管 (PCA) の外観
4.12	Swift 衛星の外観
4.13	Swift 衛星搭載 X 線望遠鏡 (XRT) の外観
4.14	Swift 衛星搭載 X 線望遠鏡 (XRT) の有効面積
4.15	IRSF 望遠鏡の外観
4.16	IRSF 望遠鏡の位置 45
4.17	IRSF 望遠鏡の光学系 45
4.18	${ m IRSF}$ 望遠鏡におけるディザリングの例 $\dots \dots \dots$
4.19	IRSF 望遠鏡の近赤外線撮像装置 (SIRIUS) の外観と内部 46
4.20	IRSF 望遠鏡の近赤外線偏光装置 (SIRPOL) の外観
5.1	J バンドの Finding Chart
5.2	2009 年 3 月 13 日における Visibility Plot
6.1	すざく衛星による天体イメージ58
6.2	すざく衛星によるライトカーブ
6.3	すざく衛星によるエネルギーバンドごとのライトカーブ
6.4	すざく衛星による periodogram
6.5	すざく衛星によるスペクトル
6.6	すざく衛星による ${ m quantile}$ 二色図 \dots
6.7	RXTE 衛星によるライトカーブ (2007 年 11 月 28 日の観測)
6.8	m RXTE 衛星と $ m IRSF$ 望遠鏡による $ m X$ 線・近赤外線同時観測ライトカーブ $ m (2009$ 年 $ m 3$ 月
	13 日の観測)
6.9	m RXTE 衛星と $ m IRSF$ 望遠鏡による $ m X$ 線・近赤外線同時観測ライトカーブ $ m (2009$ 年 $ m 3$ 月
	15 日の観測)
6.10	RXTE 衛星によるスペクトル

		ix
6.11 6.12	Swift 衛星によるライトカーブ	
7.1	広帯域 Spectral Energy Distribution	89
7.2	X 線と近赤外線フラックスの相関図	91
7.3	XSS J12270-4859 の放射モデル	92

表目次

3.1	XSS J12270–4859 の RXTE 全天スルーサーベイの結果	26
3.2	XSS J12270–4859 の INTEGRAL 衛星カタログの結果	26
3.3	XSS J12270-4859 の可視スペクトルのパラメーター	27
3.4	XSS J12270-4859 の X 線スペクトルフィットのパラメーター	28
3.5	$ ext{XSS J12270-4859}$ の軟 γ 線スペクトルフィットのパラメーター \dots	29
3.6	$ ext{XSS J12270-4859}$ の $ ext{X}$ 線・軟 γ 線スペクトルフィットのパラメーター $ ext{$	30
4.1	すざく衛星の基本性能	34
4.2	RXTE 衛星に搭載の検出器の基本性能	39
4.3	Swift 衛星の基本性能	42
4.4	$IRSF$ 望遠鏡の近赤外線撮像装置 $(SIRIUS)$ の基本性能 \dots	47
4.5	偏光状態とストークスパラメーターの関係	48
4.6	IRSF 望遠鏡の近赤外線偏光装置 (SIRPOL) の基本性能	49
5.1	すざく衛星の観測ログ	52
5.2	RXTE 衛星の観測ログ	53
5.3	Swift 衛星の観測ログ	54
5.4	IRSF 望遠鏡の観測ロ グ	56
6.1	すざく衛星によるスペクトルフィットのパラメーター (ベキ型関数モデル)	62
6.2	すざく衛星によるスペクトルフィットのパラメーター (熱制動放射モデル)	62
6.3	RXTE 衛星によるスペクトルフィットのパラメーター	68
7.1	X 線連星系種族との比較	77
7.2	天体までの距離と X 線光度の見積もり \dots	85
Δ 1	様々な波長における減光量	104

第1章

序論

Giacconi et al. (1962) による太陽系外 X 線放射の発見以来、約 50 年の歴史の中で X 線天文学は急激に発展してきた。その理由として、ハードウェアやソフトウェアの高性能化によって、今までにない高精度な観測が行われるようになったことや、データアーカイブが整備され、データの利用・共有が容易になり、限られたデータから最大限の科学的成果を生み出せるようになったことなどが挙げられる。加えて、それらを用いて新しい X 線天体が数多く発見され、その物理的描像が明らかになってきたからであろう。宇宙に望遠鏡を向けると、どの波長でも全天から一様に拡がった背景放射が観測される。マイクロ波における宇宙マイクロ波背景放射は、ビッグバンによる宇宙誕生の名残である真に拡がった放射 (Decke et al. 1965) である一方、宇宙 X 線背景放射は、その正体が十分遠方にある無数の AGN (Active Galactic Nuclei) の重ね合わせであることが、Chandra 衛星による高精度観測によって解明された (Giacconi et al. 2002)。

また、X 線で宇宙を観測した場合、もう一つ拡がって観測される放射が存在していることが知られて いる。それは、Galactic Ridge X-ray Emission (GRXE; Worrall et al. 1982; Warwick et al. 1985; Koyama et al. 1986) である (図 1.1)。そのスペクトルの特徴は、10 keV よりも高エネルギー側にべ キ型関数の硬 X 線放射を持つこと (Yamasaki et al. 1997; Valinia et al. 2000) と、電離度の異なる 3 本の鉄 $K\alpha$ 輝線 ($6.4~{
m keV}$ の準中性、 $6.7~{
m keV}$ の ${
m He ext{-like}}$ 、 $7.0~{
m keV}$ の ${
m H ext{-like}}$ 鉄輝線) を持つことであ る (Ebisawa et al. 2008)。これらの特徴を定性的に説明する説として、真に拡がった高温プラズマで説 明する説 (Ebisawa et al. 2001; Ebisawa et al. 2005) と、無数の暗い X 線点源の集まりで説明する説 (Revnivtsev et al. 2006; Krivonos et al. 2007) がある。両者の議論に未だ決着は付いていないが、最近 の Chandra 衛星による長時間観測によって、少なくとも、GRXE には多くの点源が含まれていること が分かった (Revnivtsev et al. 2009)。これらの点源の最小フラックスは $\sim 10^{-16}~{\rm erg~s^{-1}~cm^{-2}}$ である。 今までに、Chandra 衛星 (Ebisawa et al. 2001)、XMM-Newton 衛星 (Hands et al. 2004)、ASCA 衛 星 (Sugizaki et al. 2001) によってフラックスが $\sim 3 \times 10^{15}~{
m erg\,s^{-1}\,cm^{-2}}$ までの $\log N - \log S$ プロット (図 1.2) が作成されていた。主に AGN からなる銀河系外の天体に加え、これらを構成する銀河系内の天 体として、フラックスが大きい方は、大質量星 X 線連星系や低質量 X 線連星系が担っているのに対し、フ ラックスが小さい方は、白色矮星連星系の激変星や、主系列星連星系が担っていると考えられる (図 1.3)。 銀河系内の X 線天体の数は有限であるので、あるフラックス以下では個数密度が飽和し、 $\log N - \log S$ プロット上で $\log N$ の値が一定になるはずである。少なくとも新たに見つかった点源の最小フラックス が $\sim 10^{-16}~{
m erg\,s^{-1}\,cm^{-2}}$ ということは、銀河系には、我々が知らない X 線天体が数多く存在しているこ

2 第1章 序論

とを示しており、従来から考えられている天体の個数分布を再考する必要がある。つまり、GRXE の正体を完全に解明するためには、GRXE のスペクトルの特徴を定性的に説明するだけではなく、定量的に説明しなければならない。定量的に説明するためには、どのような種族の天体が、銀河系内にどの程度存在し、どういった割合で GRXE に寄与しているかを調べる必要がある。そのためには、新たに見つかり始めた天体の正体が一体何なのかを明らかにしなければならない。既知の X 線連星系や激変星、主系列星連星系だけでは、明らかに $\log N - \log S$ プロットを説明できず、フラックスが $\lesssim 10^{-15}~{\rm erg\,s^{-1}\,cm^{-2}}$ (銀河中心までの距離を $8~{\rm kpc}$ と仮定して、光度が $\lesssim 10^{31}~{\rm erg\,s^{-1}}$) 程度の暗く、今まで知られていなかった未知の天体が続々見つかる可能性がある。

最近、INTEGRAL 衛星によって、硬 X 線から γ 線の領域で今まで知られていなかった天体が数多く発見されている (Bird et al. 2007; Bird et al. 2010)。それらの天体の約 5% は可視分光観測等による追観測によって、中程度の磁場を持った白色矮星連星系 (Intermediate Polar) であることが分かった。この数は、これまでに予想されていた数を遥かに超えるものであった。

また、Fermi 衛星によって γ 線の天体カタログが最近公開された。それらの天体は、パルサーや AGN のブレーザーなどと同定されているが、カタログに記載された約 1400 天体のうち、半数近くが未同定であり、未知の種類の天体である可能性が高い。

本論文では、INTEGRAL 衛星によって (再) 発見され、後の可視分光観測によって Intermediate Polar であると分類された天体 XSS J12270-4859 の X 線および近赤外線を用いた研究結果を述べる。本天体を選んだ理由は、可視分光観測で Intermediate Polar と分類されているにも関わらず、X 線で観測した時に、Intermediate Polar のいくつかの特徴を満たしていないからである。特に、Intermediate Polar の X 線スペクトルの特徴である、10 keV 以上の硬 X 線放射は観測されているのに対し、電離度の異なる 3 本の鉄 $K\alpha$ 輝線が観測されていない。これまで新たに INTEGRAL 衛星によって発見された銀河系内天体は、詳細な研究を待たずにその種族が決定されている。例えば、INTEGRAL 衛星で見つかった Intermediate Polar は、主にその可視分光スペクトルのみで種族決定をされている。もしかしたら、そこに新しい X 線天体種族が含まれているのかもしれない。

研究の結果、目的天体である XSS J12270–4859 は時間変動が非常に特異であり、Intermediate Polar ではなく、低質量 X 線連星系の可能性が高いことを示す。なお、本研究が終盤に差し掛かった 2010 年 1 月に Fermi 衛星による γ 線天体カタログがリリースされ、そこには XSS J12270–4859 が記載されていた。 γ 線を放射している連星系は今までに数例しか知られておらず、XSS J12270–4859 が新種の X 線連星系である可能性を示唆している。

本論文の構成は以下の通りである。まず、2章で X 線連星系全般について概説した後、3章で目的天体である XSS J12270-4859 の現在までに行われた可視、X 線観測について述べる。次に、4章で解析に用いた衛星・望遠鏡について記述し、5章で観測の詳細を述べ、6章で解析の結果を示す。解析結果を元に、7章で天体の正体、物理について議論した後、最後に8章でまとめを行う。

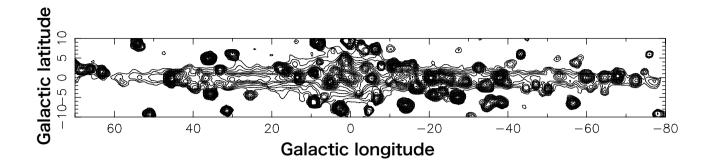


図 1.1 GRXE の分布 (Revnivtsev et al. 2006)。RXTE 衛星の PCA 検出器を用いて作成した、3–20 keV の銀河面輝度分布である。等高線の存在によって、明るい点源に混じって、銀河面に沿って分布する拡がった放射 (GRXE) があることが分かる。等高線の最小値は $10^{-11}~{\rm erg\,s^{-1}\,cm^{-2}\,deg^{-2}}$ であり、対数で 1.4 ごとにプロットしてある。

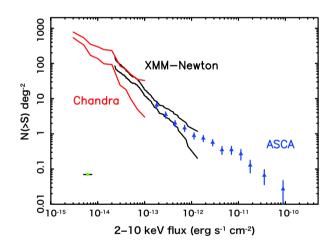


図 1.2 銀河面の $\log N - \log S$ プロット (Hands et al. 2004)。 横軸は 2 - 10 keV の天体フラックス S であり、縦軸はあるフラックス S よりも明るい天体の数 N を表している。それぞれの色は、異なる衛星で得られたデータであることを示している。実線で囲まれた部分は、天体数の上限値と下限値である。左下に示した横棒は、フラックスの統計的な不確定性の大きさである。

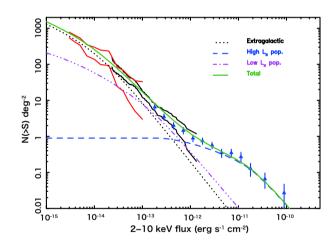


図 1.3 図 $1.20\log N - \log S$ プロットを構成する天体 (Hands et al. 2004)。モデルから期待される様々な天体分布ごとに分けて書かれている。緑色の実線はモデルから期待される全天体の数で、その他の実線は観測データを表している。黒色の点線は銀河系外の天体 (主に AGN) からの寄与、青色の破線は明るい銀河系内天体 (主に大質量 X 線連星系と低質量 X 線連星系)からの寄与、紫色の一点鎖線は暗い銀河系内天体 (主に激変星や X 線で明るい主系列星連星系)からの寄与を示している。

第2章

X線連星系

本章では、主星をブラックホール (Black Hole, BH)、中性子星 (Neutron Star, NS)、白色矮星 (White Dwarf, WD) のいずれかの天体とする、X 線連星系について概要を述べる (Lewin et al. 1995; Warner 1995; Hellier 2001; Lewin et al. 2006; Trümper et al. 2008)。まず、2.1節でブラックホールまたは中性子星を主星とする系について述べ、次に、2.2節で白色矮星を主星とする系について述べる。

Contents

- 0.1	
2.1	ブラックホール/中性子星連星系6
2.	1.1 大質量 X 線連星系
2.	1.2 低質量 X 線連星系
2.	1.3 Z source & Atoll source
2.	1.4 I型バースト
2.	1.5 II 型バースト
2.	1.6 マイクロクェーサー 13
2.2	白色矮星連星系
2.	2.1 新星
2.	2.2 矮新星
2.	2.3 新星状変光星 17
2.	2.4 Intermediate Polar
2.	2.5 Polar
2.	2.6 AM CVn 型星
2.	2.7 共生星

2.1 ブラックホール/中性子星連星系

本節では、主星をブラックホールまたは中性子星とする連星系について述べる。これらの系を特徴づける要因として、(1) 主星がブラックホールか、中性子星か、(2) 磁場が強いかどうか、(3) 伴星の質量がどのくらいか、などが挙げられる。

- (1) 主星がブラックホールだと表面を持たないのに対し、中性子星だと表面を持つ。その結果、主星が中性子星の場合、伴星からの質量輸送によって質量が星表面に蓄積され、ある臨界量を超えると星表面で熱核融合反応が生じ、バーストを起こすことがある (2.1.4節)。ブラックホールの場合は、星が表面を持たないので、星表面でのバーストは決して起こさない。同様に、中性子星の場合は、星表面からの黒体放射が観測されるのに対し、ブラックホールの場合は観測されない。
- (2) 主に中性子星の場合に重要となるパラメーターである。伴星からの質量降着の結果、中性子星の周りには降着円盤が形成される。磁場が強い場合 $(\gtrsim 10^{12}~{\rm G})$ 、降着円盤は中性子星表面まで延びることができず、磁気圧と重力が釣り合う半径で降着円盤は途切れる。さらに、物質はそのまま中性子星へと降着せずに、中性子星の磁束線に沿って降着することになる。すると、磁極部分に集中して物質が落下するので、磁極が明るくなり、中性子星の自転周期に対応したパルスが観測されることになる。これが X 線連星パルサーである。磁場が弱い場合 $(\le 10^9~{\rm G})$ には、パルスを観測することはできない。
- (3) 伴星の質量によって、主星への質量降着の仕方が変化する (2.1.1節、(2.1.2節)。 その結果、放射メカニズムが大きく異なることになる。

伴星からの質量輸送によって、主星の周りに降着円盤が形成される系の場合、重力エネルギーの解放によって X 線で輝くことになる。その光度 L は、

$$L = \eta \left(\frac{GM\dot{M}}{R} \right) \sim 10^{36} \left(\frac{\eta}{0.1} \right) \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right) \left(\frac{\dot{M}}{10^{-9} M_{\odot}/\text{yr}} \right) \left(\frac{R}{10 \text{ km}} \right)^{-1} \text{ erg s}^{-1}$$

となる。ここで、 η はエネルギー効率であり、G は万有引力定数、M は主星の質量、 \dot{M} は質量降着率、R は主星の半径である。

以下では、まず、伴星の質量によって分類される大質量 X 線連星系 (2.1.10) と低質量 X 線連星系 (2.1.20) について述べる。次に、低質量 X 線連星系における、スペクトルによる分類について述べる (2.1.30)。そして、中性子星表面での熱核融合反応によって生じる I 型バーストについて説明し (2.1.40)、また、降着円盤の不安定性によって生じていると考えられている II 型バーストについて説明する (2.1.50)。最後にジェットを持つ系であるマイクロクェーサーについて論じる (2.1.60)。

2.1.1 大質量 X 線連星系

伴星が OB 型星または Be 型星の大質量星である X 線連星系を、大質量 X 線連星系 (High Mass X-ray Binary, HMXB) と呼ぶ。 HMXB では、伴星の質量が $\gtrsim 10~\rm M_{\odot}$ と大きいため、強い恒星風を放出する。 そのため、伴星がロッシュローブを満たさなくても、恒星風によって主星へと質量輸送が生じる (図 2.1)。 質量輸送の大きさは、恒星風の強さ、速度、連星間距離によって決まる。

また、伴星の質量が大きく、寿命が短いので、HMXB は若い系である。そのため HMXB は、若い星が多い銀河面に集中して分布している (図 2.2)。典型的な系の寿命は $10^5-10^7~{
m yr}$ である。主星が中性子

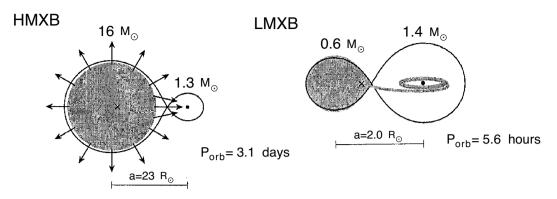


図 2.1~ HMXB と LMXB の質量輸送の違い (Trümper et al. 2008)。左図は伴星からの恒星風によって主星へ質量輸送をする HMXB で、右図は伴星がロッシュローブを満たすことによって主星へ質量輸送をする LMXB。図中に記された主星 (右側) と伴星 (左側) の質量、公転周期 $P_{\rm orb}$ 、連星間距離 a を仮定している。

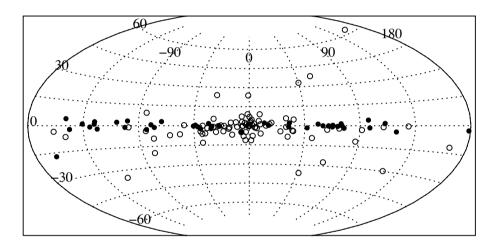


図 2.2 HMXB と LMXB の分布図 (Grimm et al. 2002)。黒丸は HMXB (52 天体) を、白丸は LMXB (86 天体) を表している。座標は銀河座標であり、数字はそれぞれ銀径・銀緯を示している。 HMXB は銀河面に集中して分布しているのに対して、LMXB は銀河バルジに集中して分布している。

星の場合、系が若いので一般的に中性子星の磁場は、減衰せずに強いままである。そのため、HMXB に属する中性子星の約半分はパルサーである。

磁場が強いと、磁場中をサイクロトロン運動する電子のエネルギー状態が量子化され、磁場強度に対応した吸収線が観測されることがある。これを Cyclotron Resonance Scattering Feature (CRSF) という。遠心力とローレンツ力の釣り合いを考え、量子化を考慮すると、

$$mr\omega^2 = er\omega B$$
, $E = \hbar\omega$ \longrightarrow $E = \frac{\hbar eB}{m} \sim 11.6 \left(\frac{B}{10^{12} G}\right) \text{ keV}$

のエネルギー (または、その倍音に対応するエネルギー) に吸収線が観測される (図 2.3)。ここで m は電子の質量、r はサイクロトロン半径、 ω は角速度、e は電気素量、B は磁場、E はエネルギー、 \hbar (= $\hbar/2\pi$) はディラック定数である。これより、CRSF のエネルギーを観測すれば、中性子星の磁場強度を直接測定することができる。

可視分光観測によって伴星のスペクトルタイプが決定される。HMXB では、可視光は主に伴星である

大質量星を見ていると考えられる。X 線領域における光度 L_X と可視光領域における光度 $L_{\rm opt}$ の比は、ほとんど等しい。伴星からの恒星風による質量輸送は $10^{-6}-10^{-10}~{
m M}_{\odot}~{
m yr}^{-1}$ であり、その終端速度は約 $2000~{
m km\,s}^{-1}$ である。恒星風によって、その可視スペクトルは散乱や吸収などによって赤化 (reddening) を受け、また吸収線が観測される (図 2.4、図 2.5)。散乱による赤化はレイリー散乱によるものなので、短い波長ほど赤化の影響を受け、連続成分の形が変化する。

伴星の質量を推定できない場合は、経験的に次のいずれかの特徴が観測された場合に HMXB と分類されることが多い。(1) 数分のタイムスケールで変化をするフレアや吸収が見られる、(2) 突発的にアウトバーストが観測される、(3) パルスが観測される、(4) X 線スペクトルが 1–10 keV でハードであり、ベキ型関数の光子指数が 0–1 程度で表される。

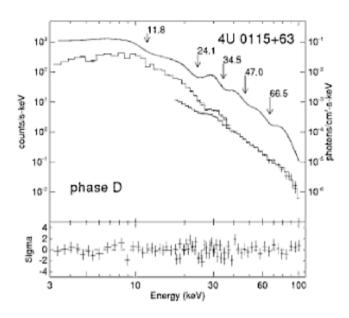


図 2.3 Cyclotron Resonance Scattering Feature の例 (Lewin et al. 2006)。 $4U\,0115+63$ の X 線 スペクトルであり、上段はデータ (ヒストグラム) とモデル (実線) を、下段はデータのモデルからの残差を表している。実線の上に矢印で示したエネルギーが、CRSF のエネルギー ($11.8~{\rm keV}$) とその倍音 エネルギーに対応している。

2.1.2 低質量 X 線連星系

伴星が A 型よりも晩期型の低質量星である X 線連星系を、低質量 X 線連星系 (Low Mass X-ray Binary, LMXB) と呼ぶ。伴星がロッシュロープを満たした場合、ラグランジュ点を通って伴星から主星へと質量輸送が生じ、主星の周りには降着円盤が形成される (図 2.1)。

LMXB は伴星の質量が小さいため、伴星の寿命が長く、典型的に古い系である。そのため、LMXB は星の数が多い銀河中心や、古い系の多い球状星団中に多く分布する (図 2.2)。質量輸送の仕方によって変化をするが、系の典型的な寿命は $10^7-10^9~{
m yr}$ であり、HMXB よりも 2 桁ほど長い。主星が中性子星の場合、系が古いため一般的にその磁場は弱く ($\lesssim 10^{10}~{
m G}$)、パルサーとして観測されることは少ない。

LMXB では、可視光は伴星からの光に加え、X 線が降着円盤を暖めることによる再放射によって輝いている。そのため、可視スペクトルには、バルマー系列の輝線や、ヘリウムの輝線などの輝線が観測され

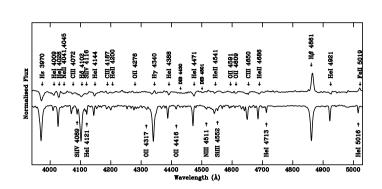


図 2.4~ HMXB の可視スペクトル (Covino et al. 2001)。上は HMXB である RX J0052.1–7319 のスペクトルであり、下は標準星である B0V 型の天体 μ Ori のスペクトル。通常の B0V 型星は吸収線のみが観測 されるのに対し、HMXB では吸収線に加え、いくつかの輝線が観測される。

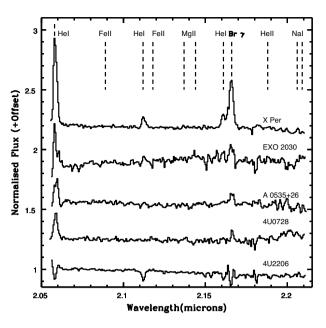


図 2.5 輝線を持つ Be 型星を伴星に持つ HMXB の K バンド近赤外線スペクトル (Clark et al. 1999)。それぞれのスペクトルは、異なる 天体を表している。水素やヘリウム、金属の輝線 が見て取れる。

る (図 2.6、図 2.7)。 X 線と可視光領域における光度比は、 $L_{\rm X}/L_{\rm opt}\sim 100-1000$ である。ただし、降着円盤上に高温コロナが存在する天体 (Accretion-Disk Corona, ADC) の場合は、X 線放射源がコロナによって隠されてしまうため、 $L_{\rm X}/L_{\rm opt}\sim 20$ 程度となる。

伴星の質量を推定できない場合は、経験的に次のいずれかの特徴が観測された場合に LMXB と分類されることが多い。(1) I 型バーストが観測される、(2) X 線スペクトルが 1–10 keV でソフトであり、プラズマの温度が 5–10 keV 程度、(3) 公転周期が 12 hr 以下。最後の理由は、OB 型星を伴星に持った場合、これ以上短い公転周期を持つと、伴星の大きさよりも軌道半径の方が小さくなってしまうため、HMXBの可能性を排除できるからである。

LMXB のうち、主星が磁場の弱い $(\lesssim 10^{10}~{\rm G})$ 中性子星の場合、降着流を磁極に絞ることができないので、パルスは見られないが、それ以外の様々な現象が観測されている。例えば、二色図上での振る舞いによって、細分類される種族が存在する $(2.1.3\mathfrak{m})$ 。また、磁場が弱い結果、中性子星表面に物質が降着することができ、熱核融合反応によってバーストを起こす種族が存在する $(2.1.4\mathfrak{m})$ 。さらに、降着円盤の不安定性によって生じるバーストも存在する $(2.1.5\mathfrak{m})$ 。

2.1.3 Z source \(\Lambda \) Atoll source

LMXB に属する天体は、二色図上での振る舞いによって Z source E Atoll source に分類される。二色図とは、横軸にソフトカラーを、縦軸にハードカラーを取った図のことである。二色図上での振る舞いは、天体スペクトルの時間変動を表しているといえる。E Source とは二色図上の時間変動による軌跡

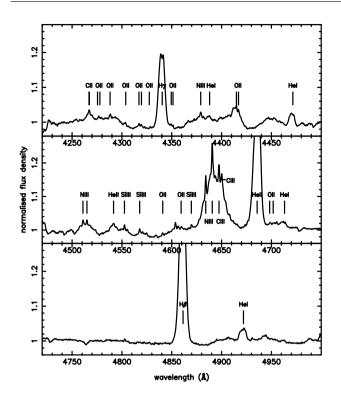


図 2.6 LMXB である Sco X-1 の可視スペクトル (Steeghs & Casares 2002)。バルマー系列の輝線やヘリウムの輝線に加え、様々な元素の輝線が見られる。また、 $\lambda\lambda4640$ –4650 に Bowen blend が見られる。規格化されたフラックス密度が H β は 1.39、He II $\lambda4686$ は 1.46 と強い。

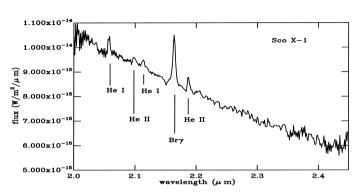


図 2.7 LMXB である Sco X-1 の K バンド近赤外線スペクトル (Bandyopadhyay et al. 1999)。 $Br \gamma$ 、He I、He II の強い輝線が見られる。一方、伴星からの放射として期待される吸収線は見られない。

が "Z" の形を描く天体であり、 $Atoll\ source\ とは二色図上の軌跡がバナナのような曲線を描く天体である (図 <math>2.8$)。

二色図上の位置によって、Z source は、Horizontal Branch (HB)、Normal Branch (NB)、Flaring Branch (FB) の状態に分類される。HB と NB の変わり目の部分を apex または hard apex といい、NB と FB の変わり目の部分を antapex または soft apex という。一方、Atoll source は、Islands State (IS)、Lower Banana (LB)、Upper Banana (UB) の状態に分類される。Z source も Atoll source も、それぞれの状態で観測される QPO (Quasi-Periodic Oscillation) の周波数が異なる。

二色図上での時間変化は、それぞれの branch を連続的に移動し、他の branch を飛び越えて移動することはない。このことから、二色図上での振る舞いの違いは、質量降着率の違いを表していると考えられている。しかし、なぜ質量降着率の違いによって、二色図上で Z source や Atoll source のような特徴的な振る舞いを示すのかは、よく分かっていない。

典型的に、Z source の光度 $(>10^{37}~{\rm erg\,s^{-1}})$ は、Atoll source の光度 $(<10^{37}~{\rm erg\,s^{-1}})$ よりも大きい。このことは、Z source は Atoll source と比べて磁場が強く $(10^9-10^{10}~{\rm G})$ 、質量降着率も大きく、また公転周期も長い $(>10~{\rm hr})$ といえる。Z source の光度は 0.5-1 $L_{\rm Edd}$ 程度であり、Atoll source の光度は 0.01-0.2 $L_{\rm Edd}$ である。ここで $L_{\rm Edd}$ はエディントン光度である。また、Z source の中間

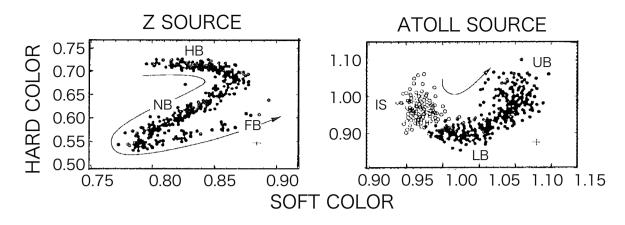


図 2.8 Z source と Atoll source の二色図上での振る舞い (Hasinger & van der Klis 1989; Trümper et al. 2008)。横軸はソフトカラー (=3–5 keV/1–3 keV) で、縦軸はハードカラー (=6.5–18 keV/5–6.5 keV)。左図は Z source を表していて、右図は Atoll source を表している。二文字の英字 (HB, NB など) は、それぞれの状態を表している。矢印の方向は、質量降着率が大きくなると考えられている向きである。

くらいの光度を持つ種族を GX Atoll source $(0.2-0.5~L_{\rm Edd})$ といい、Atoll source よりも光度の小さい 種族を weak LMXB $(<0.01~L_{\rm Edd})$ という。Atoll source では I 型バースト $(2.1.4\mathfrak{p})$ がよく見られるの に対し、Z source ではほとんどの天体がバーストを起こさない。

2.1.4 |型バースト

中性子星の磁場が弱いと、伴星からの降着物質が中性子星表面に降り積もる。物質が集積された結果、中性子星表面にある物質の密度が大きくなり、温度が上昇する。ある臨界密度を超え、温度が $10^7~{
m K}$ を超えると、熱核融合反応によって水素が燃焼し、ヘリウムへと変換される。さらに温度が上昇すると、ヘリウムの燃焼が始まる。この反応は、熱的に不安定であるのでバーストが生じる。このような熱核融合反応によって生じるバーストを I 型バーストと呼ぶ。

水素の熱核融合反応は次の CNO サイクルで進む。

$$^{12}C + p \longrightarrow ^{13}N + \gamma$$

$$^{13}N \longrightarrow ^{13}C + e^{+} + \nu$$

$$^{13}C + p \longrightarrow ^{14}N + \gamma$$

$$^{14}N + p \longrightarrow ^{15}O + \gamma$$

$$^{15}O \longrightarrow ^{15}N + e^{+} + \nu$$

$$^{15}N + p \longrightarrow ^{12}C + ^{4}He$$

$$\longrightarrow ^{16}O + \gamma$$

$$^{16}O + p \longrightarrow ^{17}F + \gamma$$

$$^{17}F \longrightarrow ^{17}O + e^{+} + \mu$$

$$^{17}O + p \longrightarrow ^{14}N + ^{4}He$$

ここで、 γ は光子、 ν はニュートリノである。この反応では、C, N, O は触媒として働く。I 型バースト

では、p-p chain 反応はほとんど働かない。

I 型バーストは、短時間 $(<1-10~{
m s})$ のうちに急激に増光をする。バースト時のスペクトルは、 $\sim1~{
m keV}$ 程度の黒体放射で表すことができる。バーストの最大光度は、放射圧と重力の釣り合うエディントン光度 $L_{
m Edd}$ に匹敵する。エディントン光度は、

$$L_{\rm Edd} = \frac{4\pi cGM}{\kappa} = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

と表すことができる。ここで c は光速、M は中性子星の質量、 κ は電子散乱による opacity、R は中性子星の半径、 σ はシュテファン・ボルツマン定数である。最大光度に達した後は、放射冷却によって、バーストの立ち上がり時間よりも長い時間で減光していく (図 2.9)。

通常の LMXB からの放射光度 $(L_{\rm p}, {\rm persistent})$ と、I 型バーストの放射光度 $(L_{\rm b}, {\rm burst})$ の光度比を考えると、 $L_{\rm p}/L_{\rm b}\sim 100$ となる。これは、重力エネルギーと熱核融合エネルギーの比となっている。重力エネルギーはおおよそ変換効率が 10% であり、一方、熱核融合エネルギーの変換効率は、一番効率の良い水素燃焼の場合でも 0.7% である。よって、その比は 100 程度となる。

一度バーストが生じると、溜め込んだ物質を吹き飛ばしてしまう。そのため、再び伴星からの質量降着 によってある臨界密度を超えるまで、次のバーストは生じない。

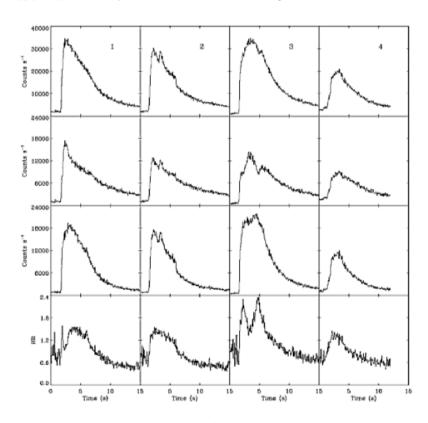


図 2.9 LMXB である $4U\,1728-34$ からの I 型バーストの例 (Lewin et al. 2006)。RXTE 衛星によって観測されたもの。各列は、それぞれ違う時期のバーストを表している。各行は、上から順に、 $2-60~{\rm keV}$ 、 $2-6~{\rm keV}$ 、 $6-30~{\rm keV}$ のカウントレートと、 $6-30~{\rm keV}/2-6~{\rm keV}$ のハードネス比である。バーストの立ち上がりは速く、放射冷却による減衰の速度は遅い。

2.1.5 || 型バースト

中性子星表面での熱核融合反応による I 型バーストとは異なり、降着円盤の不安定性によって生じるバーストを II 型バーストという。 II 型バーストを起こす天体は、今までに Rapid Burster (MXB 1730–335) と、Bursting Pulsar (GRO J1744–28) の二天体しか知られていない。

II 型バーストの最大の特徴は、短時間のうちに繰り返しバーストが生じるということである (図 2.10)。 加えて、Rapid Burster の場合、バーストの強度と、次のバーストが生じるまでの時間に相関がある。このことは、一回のバーストで使用された質量が、再び蓄えられるまでバーストが生じないことを示唆している。II 型バーストのスペクトルは I 型バーストとは異なり、バースト中は一定である。

Rapid Burster では II 型バーストに加え、I 型バーストも観測される。その光度比は、約 100 倍ほど II 型バーストの方が大きい。これは 2.1.4節で述べたように、重力エネルギーと核融合エネルギーの比となっている。そのために II 型バーストは、降着円盤の不安定性によって重力エネルギーを解放しているものと考えられている。

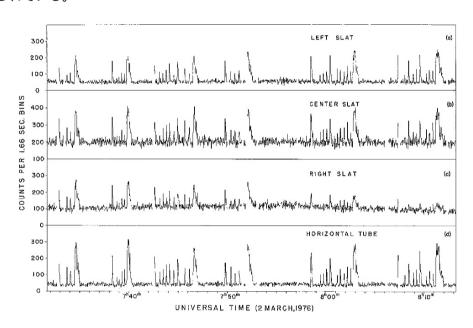


図 2.10 II 型バーストの例 (Lewin et al. 1976)。1.5-10 keV の Rapid Burster のライトカーブ。 (a)-(d) の違いは、検出器の違いである。横軸の単位は min。非常に短い時間で、複数回のバーストが 生じていることが分かる。

2.1.6 マイクロクェーサー

マイクロクェーサーとは、相対論的速度のジェットを持つ銀河系内天体のことである。電波観測によって、ジェットからのシンクロトロン放射が見えるので、その存在が確認される。マイクロクェーサーのほとんどはブラックホール連星系である。銀河系内のマイクロクェーサーとして、SS 433 や GRS 1915+105、GRO J1655-40 などが知られており、典型的に X 線光度が $10^{37}~{\rm erg\,s^{-1}}$ よりも大きい。

マイクロクェーサーの中でも、GRS 1915+105 は非常に特徴的な時間変動を示す天体である (図 2.11)。

また、GRS 1915+105 のジェットの速度は、光速の 90% 以上にもなる。GRS 1915+105 は、短時間で大きな振幅の増減光を繰り返し、その後に減光をするパターンが準周期的に現れる。さらに、X 線強度に対応してスペクトルの硬さも変化し、減光時にスペクトルが硬くなることもある。この理由として、GRS 1915+105 は、その光度がエディントン光度に近く、質量降着率が大きい系だということが挙げられる。そのため、降着円盤の内側で熱的な不安定性が生じ、その場に降着物質が溜められる。そしてある臨界点に達した時に、物質が一気に落ちるということが繰り返されているからだと考えられている。さらに、この降着円盤の状態変化に起因して、ジェットが放出されていると考えられている (Mirabel et al. 1998; 井上ら 2008 年)。

14

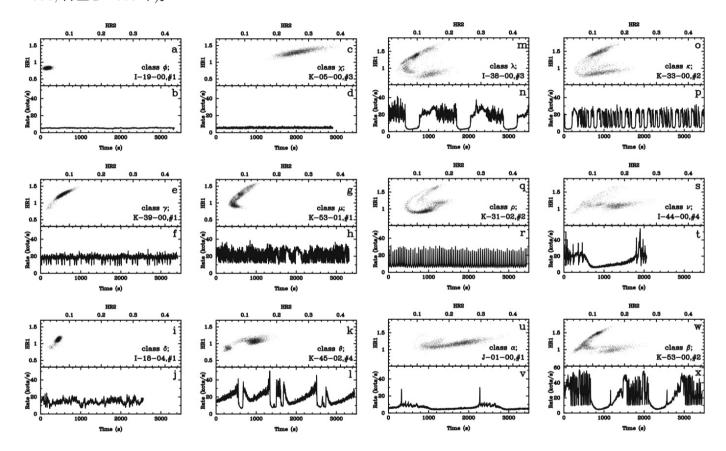


図 2.11 マイクロクェーサー GRS 1915+105 の時間変動 (Belloni et al. 2000)。それぞれの図は、時間変動の種類の違いを表しており、12 種類の変動が報告されている。各パネルの上段は二色図であり、下段はライトカーブを示している。HR はハードネス比であり、HR1=5-13~keV/2-5~keV、HR2=13-60~keV/2-5~keV のカウント比で定義される。すべてのパネルは同一スケールである。

2.2 白色矮星連星系 15

2.2 白色矮星連星系

主星を白色矮星とする連星系においては、ロッシュローブを満たした、主に晩期型の伴星から主星への質量輸送の結果、白色矮星の周りに降着円盤が形成される。この降着円盤からは可視光が、白色矮星の表面近くからは X 線が放射される。可視光で白色矮星連星系を見たときに、激しい時間変動を示す系のことを激変星 (Cataclysmic Variable, CV) と呼ぶ。

白色矮星連星系は、その活動性の違いによって様々な種類に分類される。その活動性の物理的背景は、質量降着率や白色矮星の磁場強度、公転周期などの違いによるものである。例えば、伴星からの質量降着率が大きいと、降着円盤は常に明るい状態を保つことになる。また、磁場が強ければ、白色矮星の周りに降着円盤を形成することができない。さらに、公転周期が短ければ、連星間距離が小さいことを示唆し、降着円盤の形状に影響を与える。

以下では、同じ白色矮星連星系でありながら、系を表す物理量が異なるために、全く異なる様相を示す、新星 (2.2.10)、矮新星 (2.2.20)、新星状変光星 (2.2.30)、Intermediate Polar (2.2.40)、Polar (2.2.50)、AM CVn 型星 (2.2.60)、共生星 (2.2.70) についてそれぞれ説明をする。

2.2.1 新星

伴星から質量輸送の結果、降着円盤を通じて白色矮星表面へ質量が蓄積される。すると、白色矮星表面における密度が大きくなり、温度が上昇する。降着物質の密度がある臨界量を超えると、C, N, O を触媒として水素の熱核融合反応が始まる。星表面で熱核融合反応が起こると、解放されるエネルギーは、星表面に対して垂直な方向にのみ放出される。この反応は不安定であるため、爆発が生じる。このような熱核融合反応によって爆発を起こす白色矮星連星系を(古典)新星(classical nova)という。ただし、白色矮星自体を吹き飛ばしてしまう Ia 型超新星とは異なり、新星では白色矮星自体は吹き飛ばされず、白色矮星の表面が吹き飛ばされるだけである。

新星は、可視光で増光し始めてから数日で最大光度に達する (図 2.12)。その明るさは、爆発前よりも 8-16 mag 程度明るくなる。その後、数ヶ月から数年の時間をかけて元の明るさまで戻る。最大光度から 減光する速度によって、very slow (NVS)、slow (NS)、moderately fast (NM)、fast (NF)、very fast (NVF) novae に分類される (speed class)。これらの違いは、白色矮星の質量と、質量降着率の違いによるものと考えられている (図 2.13)。

二度以上新星を起こした天体を回帰新星 (recurrent nova) という。現在までに約 10 天体が知られており、20-80 年程度の周期で新星を繰り返し起こす。これは伴星が赤色巨星であり、通常の新星よりも質量降着率が 1 桁以上大きいため、新星を起こした後、次に新星爆発を起こすのに必要な質量を短時間で集積できるからである。通常の新星も十分長い時間が経過すれば、いずれは再び新星を起こすと考えられている。

2.2.2 矮新星

矮新星 (Dwarf Nova, DN) は、ときおり可視光で 2-5 mag 明るくなる状態が数日間続く、アウトバーストが特徴的な白色矮星連星系である。新星ほど明るくないが、新星と同様に急に増光するため、矮新星

第2章 X線連星系

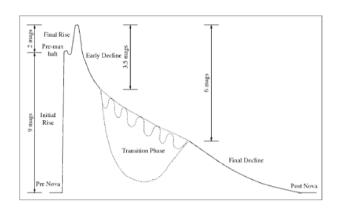


図 2.12 新星のライトカーブの概念図 (Bode & Evans 2008)。横軸は時間で、縦軸は等級。まず、3 日程度で急激に増光した後、数日から数週間かけて最大光度に達する。最大光度の状態は、数時間から数日続く。次に、最大光度からゆっくりと減光して行く。3-4 mag 程度減光したところで、(i) ダストの吸収によって大きく減光、(ii) 振動しながら減光、(iii) そのままゆっくりと減光、のいずれかの変動を示す。最後に、ゆっくりと減光していき、爆発前の明るさに戻る。

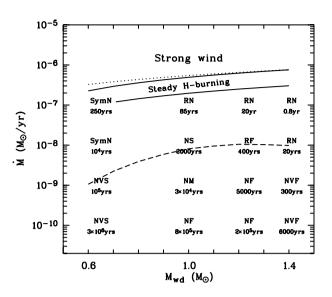


図 2.13 新星における、白色矮星質量 $M_{\rm WD}$ と質量降着率 \dot{M} に対する水素燃焼の関係図 (Trümper et al. 2008)。点線は水素の質量比が 0.70 の場合のエディントン光度を、実線で囲まれた部分は安定して水素が燃焼できる範囲を、破線はこれ以下では強い新星爆発を起こす境界線を、それぞれ表している。記号は新星の種類を示しており、その下の時間は、新星を起こしてから次に新星を起こすまでの時間を表している。 SymN は Symbiotic Novae、RN は Recurrent Novae である。

と呼ばれる。また、アウトバーストの間隔も新星ほど長くなく、1-3 か月程度に一回アウトバーストを起こす。

矮新星は、そのアウトバーストの特徴によって、U Gem 型、Z Cam 型、SU UMa 型に細分類される。 U Gem 型は通常のアウトバーストのみを起こすのに対し、Z Cam 型はアウトバーストに加え、アウトバーストと静穏期の中間程度の明るさが数日続く standstill と呼ばれる状態が特徴的である。そして、SU UMa 型の特徴は、アウトバーストに加えスーパーアウトバーストを起こすことである。スーパーアウトバーストは、何回かのアウトバーストの後に生じ、アウトバーストよりも約 1 mag 明るくなり、継続時間も 5 倍程度長い。

アウトバーストが生じる原因は、降着円盤の熱不安定性である (図 2.14)。降着円盤には低温 ($\sim 10^3~{\rm K}$) で水素が中性の状態と、高温 ($\sim 10^4~{\rm K}$) で水素が電離した状態の 2 つの安定状態がある。図 2.14中において、まず始めに表面密度が小さく、降着円盤の温度が低い状態 A があったとする。この状態では、水素は中性の状態である。伴星からの質量降着によって、白色矮星周辺の降着円盤に質量が蓄えられ、降着円盤の温度が上昇するため、状態 B の方向へ移る。ある温度になると、水素の電離が始まる。水素が部分電離した状態は不安定であるため、状態遷移が起こり、状態 B から、温度が高く水素が完全電離して安定な状態 C へと一気に変化する。高温の状態では降着円盤の粘性が高くなるため、降着円盤に蓄えら

2.2 白色矮星連星系 17

れていた物質が、一気に白色矮星へと落下し、白色矮星への質量降着率が急激に大きくなる。これによって、降着円盤が急激に明るくなるアウトバーストとなる。

SU UMa 型で見られるスーパーアウトバーストは、熱-潮汐不安定性によって生じる (図 2.15)。伴星からの質量降着によって、通常のアウトバーストが生じても、伴星から得た質量のすべてが一度に白色矮星へと落ちるわけではない。そのため、少しずつ降着円盤の質量が増えていき、半径が大きくなっていく。すると、3:1 共鳴半径まで降着円盤の半径が大きくなった時に、それまで溜め込んでいた質量が一気に白色矮星へと落ち込む。このように、熱不安定性に加え、潮汐不安定性も同時に起こることが、スーパーアウトバーストの原因である。潮汐不安定性が起こるためには、降着円盤の初期半径がロッシュローブの大きさに対して小さくなければならない。そのための条件は、降着円盤の半径が連星間距離の約 0.47 倍よりも小さいことである。これは SU UMa 型の天体が period gap 以下で見られることと合致する。

矮新星からは、X 線放射も観測される。白色矮星の表面付近まで降着円盤が伸びると、強い摩擦力のため、温度が 10^8 K の光学的に薄い高温プラズマが形成される。この層のことを境界層 (boundary layer) といい、この層から硬 X 線が放射される。しかし、アウトバースト時には白色矮星への質量降着率が上がるため、境界層は光学的に厚くなり、放射冷却の影響が大きくなるため温度が $\sim 10^5$ K まで下がる。そのため、アウトバースト時には軟 X 線が卓越する。静穏時とアウトバースト時の境界層の様子が図 2.16である。

X線スペクトル解析によって、プラズマの最大温度 $kT_{\rm max}$ と境界層の光度 $L_{\rm BL}$ が求まれば、そこから境界層への質量降着率 $\dot{M}_{\rm BL}$ が推定できる。境界層へ落ち込む物質が、1 粒子あたり $5/2kT_{\rm max}$ のエネルギーを放出すると仮定すると、 $L_{\rm BL}=\frac{5}{2}\frac{\dot{M}_{\rm BL}}{\mu m_{\rm p}}kT_{\rm max}$ より、 $\dot{M}_{\rm BL}$ が求まる。ここで、 μ は平均分子量 (~ 0.6)、 $m_{\rm p}$ は陽子質量である。逆に、白色矮星の質量 $M_{\rm WD}$ と半径 R が分かっていれば、どの程度のエネルギーを持つ X 線が放射されるかを推定できる。光学的に薄い場合、つまり静穏時の場合、境界層で重力エネルギーの半分が解放されることと、エネルギー等分配則を仮定すると、境界層から放出される X 線のエネルギーは、 $kT\sim\frac{GM_{\rm WD}m_{\rm p}}{6R}$ となる。白色矮星に典型的な質量 $(M_{\rm WD}\sim 0.7~M_{\odot})$ 、半径 $(R\sim 8\times 10^6~{\rm m})$ を代入すると、 $kT\sim 20~{\rm keV}$ となり、硬 X 線が放射されることが分かる。また、光学的に厚い場合、つまりアウトバースト時の場合、境界層によって熱化された黒体放射が観測される。X 線の放射領域は、降着円盤の厚さを H として $\sim 2\pi RH$ であるから、放射される X 線のエネルギーは、 $2\pi RH\sigma T^4=\frac{GM_{\rm WD}\dot{M}_{\rm BL}}{2R}$ となる。白色矮星に典型的な値、 $H\sim 0.01R$ 、 $\dot{M}_{\rm BL}\sim 10^{-9}~M_{\odot}~{\rm yr}^{-1}$ を代入すると、 $kT\sim 20~{\rm eV}$ となり、軟 X 線が放射されることが分かる。

2.2.3 新星状变光星

伴星からの質量降着率が大きい場合、矮新星の静穏時のような状態を取らず、常に矮新星のアウトバースト時のような状態になる。このような系を新星状変光星 (Nova-like Variable) という。新星状変光星の中でも、可視光で吸収線のある系を UX UMa 型星といい、輝線のある系を RW Tri 型星という。その違いは、軌道傾斜角の大きさによるものである。新星状変光星の降着円盤は光学的に厚いので、軌道傾斜角が小さい系では吸収線が観測され、軌道傾斜角が大きい系では輝線が観測されることになる。また、VY Scl 型星という、普段は質量降着率が高く、可視光で明るい high state にあるが、ときおり質量降着率が下がり、可視光で暗くなる low state になるような系も存在する。

新星状変光星と矮新星の違いは、質量降着率と公転周期の違いによるものである。図 2.17にそれらの関

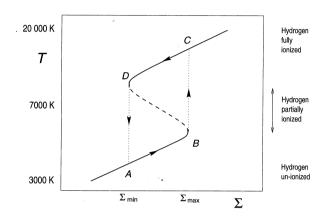


図 2.14 矮新星における降着円盤のリミットサイクル (Hellier 2001)。横軸は降着円盤の単位面積あたりの質量 (表面密度) Σ であり、縦軸は有効温度 T。実線は安定な状態を表しており、破線は不安定な状態を表している。矢印の方向に状態は変化し、サイクルは $A \rightarrow B \rightarrow C \rightarrow D \rightarrow A$ の順に変化する。

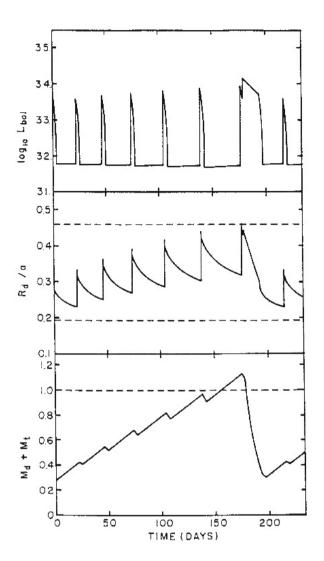


図 2.15 SU UMa 型矮新星の物理量の時間変化 (Osaki 1996)。上段から順に、光度 $L_{\rm bol}$ 、連星間距離 a で規格化した降着円盤の半径 $R_{\rm d}$ 、潮汐不安定性が生じる臨界質量 $M_{\rm t}$ で規格化した降着円盤全体の質量 $M_{\rm d}$ の時間変化を表している。

係を示した。

2.2.4 Intermediate Polar

白色矮星の磁場が 10^5 G よりも強い激変星を強磁場激変星 (magnetic cataclysmic variable, mCV) といい、磁場が弱い場合 (non-mCV) と異なる様相を示す。 mCV の中でも、 10^5-10^7 G の中程度の磁場を持つ系を Intermediate Polar (IP) という。 IP は DQ Her 型天体とも呼ばれる。 IP は Polar (2.2.5節) と異なり、磁場が弱いため偏光は基本的に観測されないが、磁場が特に強い IP では、いくつかの天体が弱い偏光を示すことが知られている (Butters et al. 2009)。

2.2 白色矮星連星系 19

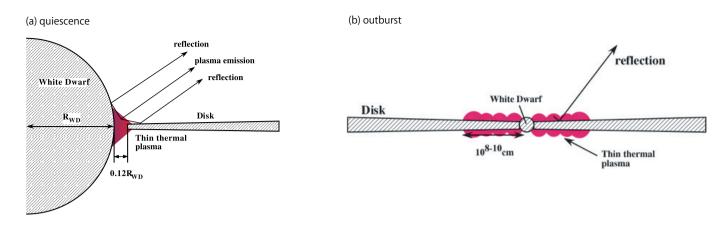


図 2.16 矮新星 SS Cyg o (a) 静穏時と (b) アウトバースト時の境界層の構造 (Ishida et al. 2009)。 赤色の部分が X 線を放射する光学的に薄いプラズマである。プラズマは、静穏時には白色矮星表面付近のみ存在するのに対し、アウトバースト時には降着円盤上にコロナのように拡がる。

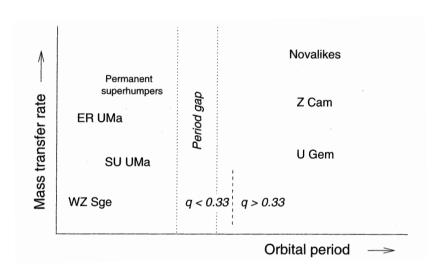


図 2.17 新星状変光星と矮新星の、公転周期と質量降着率の関係図 (Hellier 2001)。 Z Cam 型と Novalikes の間に熱的に安定・不安定の境界線があり、Z Cam 型が熱的に不安定となる。また、period gap 中に潮汐的に安定・不安定の境界線があり、左側が潮汐的に不安定となる。q は主星と伴星の質量比を表している。ER UMa 型と WZ Sge 型は SU UMa 型矮新星に属する天体で、スーパーアウトバーストの間隔 (スーパーサイクル) が短いものを ER UMa 型、長いものを WZ Sge 型と呼ぶ。

IP は、その磁場強度のため、降着円盤を通して物質が直接白色矮星に降り積もることができない。磁場による磁気圧と、降着円盤のガス圧が釣り合うところで降着円盤が途切れ、物質はそこから磁束線に沿って白色矮星へと落下する(図 2.18)。落下は自由落下であるため、白色矮星付近ではその重力ポテンシャルのため、降着流の速度は音速を超える。すると衝撃波が発生し、衝撃波面の温度が $10^8~{\rm K}~(\sim 10~{\rm keV})$ 以上となるため、硬 X 線が放射される(図 2.19)。さらに、硬 X 線の一部は白色矮星表面を照らし、 $10^5~{\rm K}$ 程度に暖められるため、白色矮星表面から黒体放射の軟 X 線が放射される。しかし、IP では軟 X 線よりも硬 X 線が卓越するため、軟 X 線成分が観測されることは少ない。降着柱は白色矮星からの高度によって温度が連続的に変化するので、多温度であり、可視光や赤外線も放射する。

IP の X 線スペクトルは、電離度の異なる 3 本の鉄 $K\alpha$ 輝線が特徴的である。まず、衝撃波面が $10~{\rm keV}$ 以上の高温プラズマであるため、そこから He-like $(6.7~{\rm keV})$ と H-like $(7.0~{\rm keV})$ の鉄輝線が観測される。次に、その高温プラズマが白色矮星表面を照らすことにより、反射成分として中性の鉄の蛍光輝線 $(6.4~{\rm keV})$ が観測される。

降着流が磁場によって磁極に絞られるため、パルサーと同様に、白色矮星の自転周期に伴うパルスが観測される。 ${
m IP}$ の自転周期は速く、典型的に $\sim 1000~{
m s}$ 程度である。

以上の IP を X 線で観測した時の特徴をまとめると、(1) 10 keV 以上の硬 X 線放射、(2) 電離度の異なる鉄 $K\alpha$ 輝線、(3) 1000 s 程度の自転周期、である。

IP の可視スペクトルは図 2.20のようになる。LMXB の場合 (2.1.20) 図 2.6 と非常に良く似ており、バルマー系列の輝線とヘリウムの輝線が特徴的である。He II $\lambda 4686$ の輝線は、天体が X 線を放射していることを示唆している。LMXB と同様、伴星からの放射と考えられる吸収線は見られず、降着円盤からの放射が卓越する。

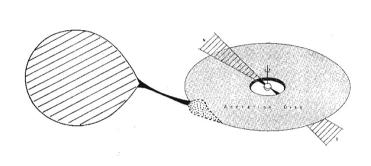


図 2.18 IP の概念図 (Patterson 1994)。左が伴星の主系列星であり、右が主星の白色矮星である。ロッシュローブを満たした伴星からの質量輸送によって、白色矮星の周りには降着円盤が形成されるが、白色矮星の磁場のため、降着円盤は途中で途切れ、磁束線に沿って物質は降着する。

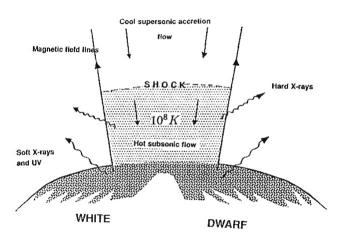


図 2.19 IP の降着柱の概念図 (Patterson 1994)。磁束線に沿って自由落下する物質は、あるところで速度が音速を超え、衝撃波が形成されるため高温になるので硬 X 線が放射される。その硬 X 線が白色矮星表面を照らすことで、軟 X 線や紫外線が放射される。

2.2.5 Polar

白色矮星の磁場が IP よりも強く、 10^7 G より大きくなると、その磁場強度のため降着円盤は形成されなくなり、伴星からの質量輸送は磁束線を通って直接白色矮星へと落下することになる (図 2.21)。このような強磁場激変星を Polar という。その名称は、磁場が強く、偏光を示すことから付けられている。その磁場強度はゼーマン効果を用いて測定されている。Polar は AM Her 型天体とも呼ばれる。

 Polar は、 IP と同様、物質の落下速度は白色矮星付近で音速を超えるため衝撃波を生じ、硬 X 線が放射され、また、その硬 X 線が白色矮星表面を照らすことで軟 X 線が放射される (図 2.19)。しかし、 IP とは異なり、 Polar では磁場が強いため、硬 X 線放射はシンクロトロン放射によって冷却される。そのた

2.2 白色矮星連星系 21

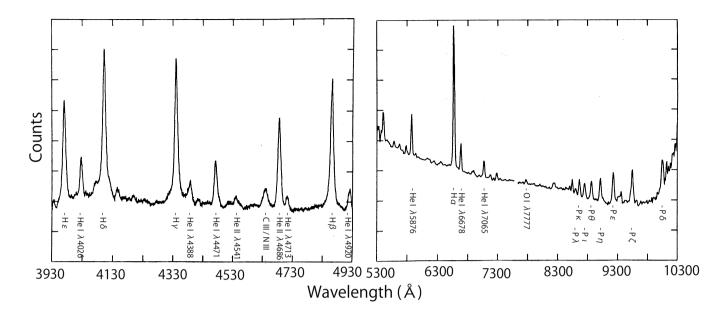


図 2.20 IP である TX Col の可視スペクトル (Buckley & Tuohy 1989)。 バルマー系列やパッシェン系列、ヘリウムの輝線が特徴的である。伴星からの放射として期待される吸収線は見られない。 LMXB で見られるスペクトルと非常に良く似ている (図 2.6)。 P δ より長波長側でカウントが大きくなっているのは、人工的なものである。

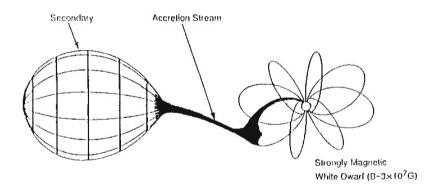


図 2.21 Polar の概念図 (Cropper 1990)。左が伴星の主系列星であり、右が主星の白色矮星である。ロッシュローブを満たした伴星は、白色矮星に対して質量輸送を行うが、白色矮星の磁場が強いため降着円盤は形成されず、磁束線に沿って物質は直接白色矮星へと落下する。降着柱の様子は図 2.19とほぼ同様であるが、磁場が強いためシンクロトロン放射も行われる。

め、硬X線は軟X線に対して卓越せずに、軟X線成分の黒体放射が観測される。PolarのX線スペクトルも、IPと同様に、電離度の異なる3本の鉄輝線が観測される。

Polar は、磁場が強いため、白色矮星と伴星が磁束線で結ばれている。その結果、白色矮星の自転周期と、系の公転周期が同期している。その周期は \sim 10000 s 程度である。しかし、Polar のうち 4 つの系 (V1432 Aql、V1500 Cyg、BY Cam、CD Ind) は、自転周期と公転周期が一致しておらず、 \sim 1% ずれている。このような系を asynchronous polar という。周期が同期していない理由は、白色矮星の磁場が弱いか、連星間距離が大きいため、白色矮星と伴星が磁束線で完全に結ばれていないからである。

2.2.6 AM CVn 型星

激変星の中で、公転周期が最短軌道周期である \sim 78 分よりも短く、10–60 分程度の連星系が存在する。 このような天体を AM CVn 型天体といい、現在までに約 10 天体が知られている。

公転周期が小さいということは、連星間距離が非常に小さいことを意味する。これは、伴星が通常の水素を燃焼している主系列星では説明できない。そのため、AM CVn 型星の正体は、主星が白色矮星であり、伴星も白色矮星である連星系や、主星が白色矮星で、伴星がヘリウム燃焼をしている主系列星の連星系であると考えられている。前者の理由は、白色矮星の大きさは小さいため、白色矮星同士の連星系なら連星間距離を小さくできるからである。一方、後者の理由も同様で、伴星がヘリウム燃焼をしていると、ヘリウムは水素よりも重いため、伴星は自身の重力によって収縮し、水素を燃焼している場合よりも星の大きさが小さくなり、連星間距離を小さくできるからである。

 $AM\,CVn$ 型星は、連星間距離が小さく、主星の重力が大きいため、強い重力波を放出している。また、 $AM\,CVn$ 型星の中には、いくつか軟 X 線を放射している系が存在する。その X 線光度は $\sim 10^{28}-5\times 10^{30}~{
m erg\,s^{-1}}$ 程度である。ただし、硬 X 線を放射している系は知られていない。

2.2.7 共生星

共生星 (symbiotic star) とは、可視・紫外線スペクトルを見た時に、高温成分と低温成分の 2 つの成分が見られるような激変星のことである (図 2.22)。高温成分は白色矮星によるもので、降着円盤や降着流から輝線が観測される。一方、低温成分は伴星である晩期型の赤色巨星によるもので、吸収線が観測される。 2 つの星の成分が同時に観測されることから、共生星という名前が付けられている。主星と伴星の成分が拮抗するため、主星と伴星の様々な要因によって複雑な時間変動を示す。

共生星は赤外線のカラーによって、2 種類に分類される。赤色巨星のような赤外線カラーを持つものを S-type (stellar) といい、ダストによって赤化している赤外線カラーを持つものを D-type (dusty) という。共生星は X 線でも輝いているものもあり、D-type の方が S-type に比べて X 線光度が 2 桁ほど明る い。典型的な X 線光度は $\sim 10^{30}-10^{33}~{\rm erg\,s^{-1}}$ であり、プラズマの温度は ~ 1 keV である。

可視光で $1-2~\mathrm{mag}$ 増光するアウトバーストを示すことがあり、その継続時間は数年である。また、ときおり双極流の電波ジェットが観測される。共生星の一つ $\mathrm{AG\,Dra}$ は、可視光で $1~\mathrm{mag}$ 程度増光する小規模なアウトバーストと、 $2~\mathrm{mag}$ 程度増光する大規模なアウトバーストで、 X 線で異なる振る舞いを示すことが知られている。どちらのアウトバーストでも可視で増光時に X 線で暗くなる。しかし、その時の黒体放射の温度が、大規模なアウトバーストの時には減少するのに対し、小規模なアウトバーストの時には増加をする。この理由は、大規模なアウトバーストでは、白色矮星の大気が膨張し、黒体放射の温度が下がるため、 X 線で暗くなると考えられている。一方、小規模なアウトバーストでは、アウトバーストによって黒体放射の温度が上がるが、白色矮星の周囲に吸収体が増えたために X 線で暗くなると考えられている。

2.2 白色矮星連星系 23

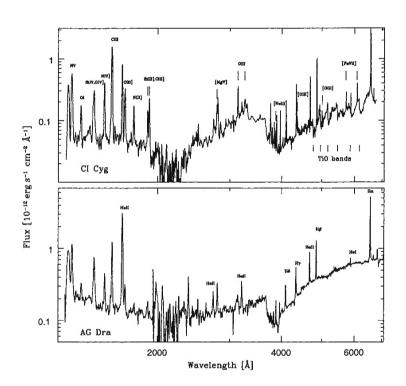


図 2.22 共生星の可視・紫外線スペクトル (Mikolajewska 2003)。上は CI Cyg で、下は AG Dra の もの。短波長側では高温の白色矮星に起因する成分が見えるのに対し、長波長側では低温の伴星に起因する成分が見える。高温、低温側の両方で見える輝線は、降着円盤によるものである。CI Cyg で は、禁制線も観測されている。

第3章

XSS J12270-4859

本章では、目的天体である XSS J12270-4859 の発見 (3.1節) から、その種族分類の経緯 (3.2節)、その後の観測 (3.3節) について述べる。

Contents

3.1	天体の発見	26
3.2	Intermediate Polar への分類	26
3.3	分類への疑義	28

3.1 天体の発見

XSS J12270–4859 は、RXTE 衛星の slew サーベイ中に発見された天体である (Revnivtsev et al. 2004)。XTE Slew Survey の頭文字を取って、"XSS" と名付けられている。このサーベイは、衛星が姿勢変更している間のデータを利用して行われたものである。使用された検出器は比例計数管の PCA で、使われたエネルギー帯は 3– $20~{\rm keV}$ である。しかし、このサーベイによるデータでは、天体の正体を解明することはできなかった。

その後、INTEGRAL 衛星による観測で、硬 X 線を放射している天体として再発見された (Bird et al. 2007)。使われたエネルギー帯は 17-100 keV である。INTEGRAL 衛星では、積分時間が長くなればなるほど感度が上昇し、暗い天体まで検出することができるようになる。そのため、第二版のカタログでは XSS J12270-4859 は掲載されていなかったが、第三版のカタログで登場した。しかし、INTEGRAL 衛星の観測でも、天体の正体を解明することはできなかった。表 3.1、表 3.2に RXTE 衛星と、INTEGRAL 衛星のカタログに掲載されている XSS J12270-4859 の観測値を示す。

	銀緯	エラーサークル	$F_{3-8 \text{ keV}}$	$F_{8-20 \text{ keV}}$	Γ
(deg)	(deg)	(arcmin)	$({\rm ct}{\rm s}^{-1}{\rm PCU}^{-1})$	$({\rm ct}{\rm s}^{-1}{\rm PCU}^{-1})$	
298.81	13.67	9	1.32 ± 0.13	0.67 ± 0.15	1.82 ± 0.41

表 3.1 RXTE 全天スルーサーベイの結果*(Revnivtsev et al. 2004 を元に作成)

							<u> </u>
 カタログ版	RA	Dec	エラーサークル	$F_{20-40 \text{ keV}}$	$F_{40-100 \text{ keV}}$	有意度	観測時間
			(arcmin)	(mCrab)	(mCrab)		(ks)
第三版	187.007	-48.893	4.3	1.8 ± 0.3	1.7 ± 0.5	5.9	336.0
第四版	187.009	-48.894	2.5	1.6 ± 0.2	1.6 ± 0.3	10.5	955.6

表 3.2 INTEGRAL 衛星カタログの結果 *(Bird et al. 2007; Bird et al. 2010 を元に作成)

3.2 Intermediate Polar への分類

INTEGRAL 衛星で新たに見つかった硬 X 線天体を、可視分光観測によってその正体を解明しようとする研究が行われている (Masetti et al. 2004)。XSS J12270-4859 もそのキャンペーンの中で観測された (Masetti et al. 2006)。

可視分光観測によって得られたスペクトルが図 3.1である。スペクトルを見ると、まず、バルマー線が少なくとも $H\delta$ まで観測されること、 $He\ I$ と $He\ II$ の輝線が見えること、さらに赤方偏移が 0 であり系内

^{*} F_{x-y} はエネルギー帯が $x\!-\!y$ \ker のフラックスであり、 Γ はベキ型関数の光子指数である。エラーはすべて 1σ の不確定性を表している。

^{*} F_{x-y} はエネルギー帯が x-y keV のフラックスである。換算量は、20-40 keV の時、1 mCrab= 7.57×10^{-12} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ であり、40-100 keV の時、1 mCrab= 9.42×10^{-12} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ である。エラーはすべて 90% の不確定性を表している。

天体だと考えられることから、天体は激変星だと思われる。加えて、Balmer decrement $(H\alpha/H\beta)$ などのフラックス比) が負であること、 $He II \lambda 4686/H\beta$ の等価幅比が 0.5 よりも大きいこと、He II と $H\beta$ の等価幅 *1 が 10 Å よりも大きいことから、この天体は、磁場を持った激変星の IP であると分類された。

この天体を激変星だと仮定して、経験的に、V バンドの絶対等級を $M_V\sim 9$ mag、V バンドと R バンドのカラーを $(V-R)\sim 0$ mag だとすると、距離は $\sim\!220$ pc となる。Masetti et al. (2006) で得られた可視分光観測の結果を表 3.3にまとめた。

その後、Butters et al. (2008) が RXTE 衛星を用いた X 線観測を行い、IP の自転周期に典型的な 859.57 ± 0.64 s の周期を報告 (図 3.2) したことからも、XSS J12270-4859 は IP だと考えられるように なった。しかし、この観測では、IP でよく見られる電離度の異なる 3 本の鉄 $K\alpha$ 輝線 (6.4, 6.7, 7.0 keV) は観測されなかった (図 3.3)。RXTE 衛星のスペクトル解析で得られたパラメーターを表 3.4に示す。

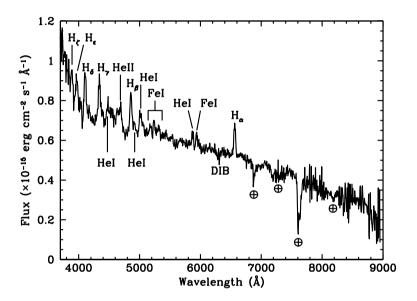


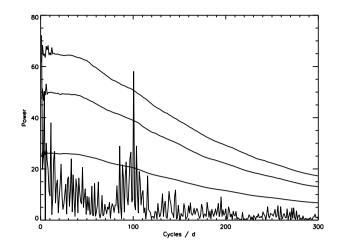
図 3.1 XSS J12270-4859 の可視スペクトル (Masetti et al. 2006)。横軸は波長で、縦軸はフラックス。記号 \bigoplus は地球大気の吸収によるものであり、DIB (Diffuse Interstellar Band) は銀河系内の物質による吸収である。バルマー系列の輝線や、ヘリウムの輝線が見える。

	$H\alpha$ $H\beta$ He		${ m HeII}\lambda 4686$		R	d	
等価幅	フラックス	等価幅	フラックス	等価幅	フラックス	(mag)	(pc)
10.2 ± 0.8	0.54 ± 0.04	11.6 ± 1.7	0.75 ± 0.11	12.4 ± 1.9	0.83 ± 0.12	15.7	~220

表 3.3 可視スペクトルのパラメーター *(Masetti et al. 2006)

^{*} R は R バンドの等級であり、d は天体を激変星だと仮定した場合の距離。等価幅の単位はÅ であり、フラックスの単位は $10^{-14}~{
m erg\,cm^{-2}\,s^{-1}}$ である。

^{*1} 通常、可視観測では吸収線に対して等価幅の値を正に取るが、本論文では輝線に対して正の値とする。



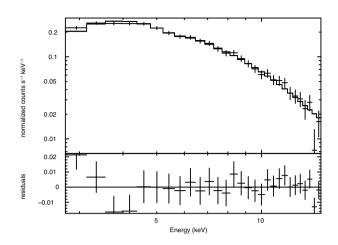


図 3.2 RXTE 衛星による周期探査 (Butters et al. 2008)。 $2-10~\rm keV$ における periodogram である。横軸は日にちで規格化された波数であり、縦軸はパワー。曲線は雑音に対する有意度を表していて、下から順に 95.2%, 99.7%, 99.954%。

図 3.3 RXTE 衛星によって得られた 2-15 keV の X 線スペクトル (Butters et al. 2008)。上段 のパネルはデータ (十字) とモデル (実線) を示しており、下段のパネルはモデルからの残差を示している。モデルは、光電吸収を受けたベキ型関数と、6.5 keV に輝線を仮定している。

モデル	Γ	kT	EW_Fe	$\mathrm{Re}\text{-}\chi^2$	$F_{2-10 \text{ keV}}$
		(keV)	(keV)		$({\rm ergcm^{-2}s^{-1}})$
ベキ型関数	1.8 ± 0.1	_	< 0.17	0.8	1.5×10^{-11}
制動放射	_	14 ± 1	< 0.08	1.3	1.5×10^{-11}

表 3.4 X 線スペクトルのパラメーター*(Butters et al. 2008)

3.3 分類への疑義

 $XSS\,J12270-4859\,$ が $IP\,$ であると種族分類された後、いくつかの観測が行われた。まず、Landi et al. $(2009)\,$ によって $INTEGRAL\,$ 衛星の $IBIS\,$ 検出器と、 $Swift\,$ 衛星の $XRT\,$ 検出器を使って $X\,$ 線スペクトルの解析が行われた。彼らは第一に、 $20-100\,$ keV に感度を持つ $INTEGRAL\,$ 衛星の $IBIS\,$ 検出器のみを使用してスペクトルフィットを行った。モデルとして、ベキ型関数または熱制動放射を仮定して得られた結果が表 $3.5\,$ である。第二に、 $0.2-10\,$ keV に感度を持つ $Swift\,$ 衛星の $XRT\,$ 検出器も加えてスペクトルフィットを行った。 $2.2.4\,$ 節で述べたように、 $IP\,$ では降着柱の高温プラズマからの硬 $X\,$ 線に加え、その硬 $X\,$ 線が白色矮星表面を照らすことで黒体放射の軟 $X\,$ 線が放射されることが期待される。そのため低エネルギー側に黒体放射の成分を加え、熱制動放射モデルを仮定し、 $Swift\,$ 衛星と $INTEGRAL\,$ 衛星の同時

^{*} Γ はベキ型関数の光子指数、kT は熱制動放射の温度、 ${\rm EW_{Fe}}$ は $6.5~{\rm keV}$ に鉄の輝線 としてガウシアンを仮定した場合の等価幅、 ${\rm Re}$ - χ^2 は ${\rm reduced}$ カイ二乗、 $F_{2-10~{\rm keV}}$ は $2-10~{\rm keV}$ におけるフラックス。水素による光電吸収量は $1.0\times10^{21}~{\rm cm}^{-2}$ に固定している。

3.3 分類への疑義 **29**

フィットを行った結果が図 3.4、表 3.6である。ただし、 2 つの衛星の観測時期と観測時間は異なるので、スペクトルは時間平均されている。

次に、Pretorius (2009) は、Masetti et al. (2006) と同様な可視分光観測に加え、可視測光観測も行った。Pretorius (2009) によって得られた可視スペクトルが図 3.5である。彼女の観測では、H α の等価幅が 21 ± 2 Å と、Masetti et al. (2006) の観測 (図 3.3) に比べ、二倍程度大きくなっていることが分かった。 さらに、時間変動を調べたところ、図 3.6のような可視光度曲線を得た。合計 3 日間の観測を行い、いずれの観測日でも 1 等級以上の大きな変動(flickering)が見られた。しかし、変動の大きさはほとんど同じにも関わらず、最初の 2 日間の時間変動と、最後の日の時間変動は全く異なる様相を示している。このような振る舞いは通常の IP では見られない。 さらに、得られた光度曲線に対して周期探査を行ったところ、Butters et al. (2008) で報告されている周期を発見することはできなかった (図 3.7)。

Pretorius (2009) の観測によって、XSS J12270-4859 の正体が IP であることが疑問視されるようになった。しかし、以上のいずれの研究でも、XSS J12270-4859 の正体は分からなかった。

モデル	Γ	kT	$\text{Re-}\chi^2 \text{ (dof)}$	$F_{20-100 \text{ keV}}$
		(keV)		$({\rm ergcm^{-2}s^{-1}})$
ベキ型関数	$2.29^{+0.49}_{-0.44}$	_	1.30 (7)	_
制動放射	_	$42.5^{+36.0}_{-15.8}$	0.94(7)	2.5×10^{-11}

表 3.5 INTEGRAL 衛星によるスペクトルフィットのパラメーター*(Landi et al. 2009)

^{*} 記号の意味は表 3.4と同じである。

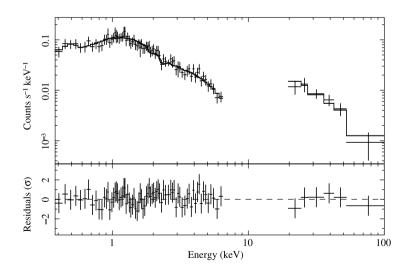


図 3.4 Swift 衛星と INTEGRAL 衛星によって得られた 0.4–100 keV のスペクトル (Landi et al. 2009)。上段のパネルはデータ (十字) とモデル (実線) を表し、下段のパネルはデータからの残差を表している。低エネルギー側が Swift 衛星によるデータで、高エネルギー側が INTEGRAL 衛星によるデータである。

$\frac{N_{\rm H}}{({\rm cm}^{-2})}$	$kT_{\rm bb}$ (eV)	kT (keV)	$F_{2-10 \text{ keV}}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹)	$F_{20-100 \text{ keV}}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹)	$C_{ m calib}$	$\text{Re-}\chi^2 \text{ (dof)}$
$0.37^{+0.25}_{-0.23} \times 10^{21}$	< 127	$33.4^{+18.4}_{-10.6}$	1.2×10^{-11}	2.3×10^{-11}	$1.60^{+0.88}_{-0.56}$	0.99 (76)

表 3.6 Swift 衛星と INTEGRAL 衛星によるスペクトルフィットのパラメーター *(Landi et al. 2009)

^{*} 記号の意味は次の通りである。 $N_{
m H}$ は水素柱密度、 $kT_{
m bb}$ は黒体放射の温度、kT は制動放射の温度、 F_{x-y} は x-y keV におけるフラックス、 $C_{
m calib}$ は Swift 衛星と INTEGRAL 衛星の検出器の違いを補正する補正比、Re- χ^2 は reduced カイ二乗、dof は自由度である。

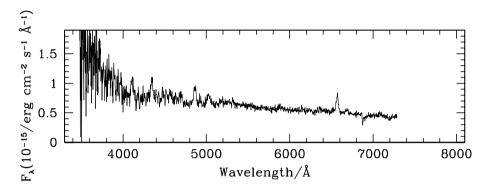


図 3.5 Pretorius (2009) によって得られた可視スペクトル。横軸は波長で、縦軸はフラックス。バルマー系列の輝線や、ヘリウムの輝線が見える。

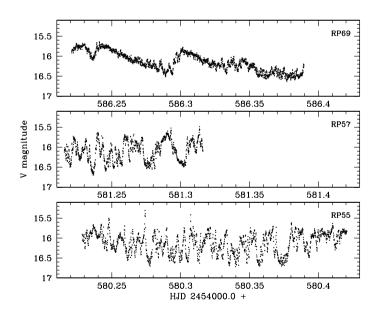


図 3.6 可視光度曲線 (Pretorius 2009)。横軸は観測時間であり、縦軸は V バンド等級。パネルの違いは観測日の違いを表していて、下から順に 2008 年 4 月 23 日、24 日、29 日である。各データ点の積分時間はそれぞれ、10 s、8 s、8 s である。右上の記号は観測 ID を示している。下の 2 つのパネルと、上のパネルでは、時間変動の振る舞いが大きく異なる。

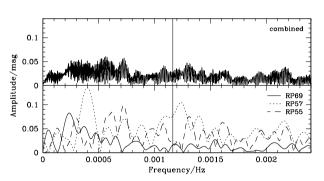


図 3.7 可視周期探査 (Pretorius 2009)。図 3.6をフーリエ変換したものである。上のパネルは 3 日間の観測をすべて足し合わせたものであり、下のパネルは個々の観測のもの。図中央にある垂直線は、Butters et al. (2008) で報告されている 860 s の周期に対応する周波数 $(0.001163~{\rm Hz})$ を示しているが、対応するピークは見られない。

第4章

観測装置

本章では、データ取得に使用した X 線天文衛星 (4.1節、4.2節、4.3節)および、近赤外線望遠鏡 (4.4節)について述べる。

Contents

4.1	X 線	衛星すざく 32	_
	4.1.1	概要	
	4.1.2	X 線望遠鏡	
	4.1.3	X 線 CCD カメラ (XIS)	
		硬 X 線検出器 (HXD)	
4.2	X 線	衛星 RXTE	
	4.2.1	概要	
	4.2.2	X 線比例計数管 (PCA)	
4.3	X 線	衛星 Swift	
	4.3.1	概要	
	4.3.2	X 線望遠鏡 (XRT) 41	
4.4	近赤夘	卟線望遠鏡 IRSF	
	4.4.1	概要	
	4.4.2	近赤外線撮像装置 (SIRIUS)	
	4.4.3	近赤外線偏光装置 (SIRPOL)	

4.1 X線衛星すざく

4.1.1 概要

「すざく」(図 4.1; Mistuda et al. 2007) は、「はくちょう」(1979年)、「てんま」(1983年)、「ぎんが」(1987年)、「あすか」(1993年) に続く、日本が打ち上げた 5番目の X 線天文衛星で、日米共同で開発された。2005年 7月 10 日に鹿児島県内之浦から打ち上げられ、宇宙航空研究開発機構 (Japan Aerospace Exploration Agency, JAXA) の M-V 6 号ロケットにより軌道上へと投入された。すざく衛星は、直径 2.1 m、全長 6.5 m、総重量 1700 kg の衛星であり、高度約 550 km の略円軌道上を約 96 分で周回する。高高度楕円軌道を周回する米国の Chandra 衛星や欧州の XMM-Newton 衛星と比較して、軌道が低高度であるため、地球磁気圏によって荷電粒子由来の検出器雑音 (バックグラウンド) が低減されている。

すざく衛星には、4台の X 線 CCD カメラから構成される X 線撮像検出器 (X-ray Imaging Spectrometer, XIS)、硬 X 線検出器 (Hard X-ray Detector, HXD)、X 線マイクロカロリメーター (X-Ray Spectrometer, XRS) の3種類の観測装置が搭載されている。しかし、XRS は衛星を軌道投入した後に、冷却剤であるヘリウムを消失したことにより、観測不能となった。XIS の4台の CCD カメラと XRS は、5つの X 線望遠鏡 (X-Ray Telescope) の焦点面に置かれている (図 4.1)。

すざく衛星の最大の特徴は、 $0.2-12~{\rm keV}$ に感度を持つ XIS と、 $10-600~{\rm keV}$ に感度を持つ HXD を組み合わせることにより、エネルギー帯が $3~{\rm ff}$ にもおよぶ広帯域観測が行えることである。すざく衛星の基本性能を表 4.1にまとめた。

なお、XIS を天体の中心に向けて観測を行った場合、HXD は光軸が 3.5 ほどずれているため、観測されるフラックスは、HXD を天体の中心に向けて観測を行った場合と比べて、約 10% ほど小さくなる。逆に、HXD を中心として観測した場合は、XIS で観測されるフラックスが 10% ほど小さくなる。そのため、目的とする科学に合わせて、XIS を光軸の中心として観測するか (XIS nominal position)、HXD を光軸の中心として観測するか (HXD nominal position) を選ぶことができる。

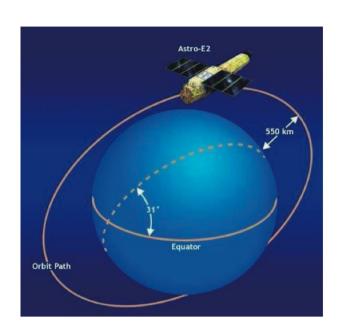
4.1.2 X 線望遠鏡

X 線は屈折率が小さく、可視光望遠鏡のように光を屈折によって集光することが難しい。そのため X 線を集光するためには、入射角が小さい角度から X 線を入射する全反射や、周期的な多層膜構造の干渉によって強度を大きくし反射率を高めるブラッグ反射を利用する方法が取られる。

すざく衛星搭載の X 線望遠鏡 (図 4.2; Serlemitsos et al. 2007) の光学系は、Wolter I 型の光学系を円錐 2 段で近似している。Wolter I 型の光学系とは、全反射の技術を利用し、回転放物面と回転双曲面で 2 回全反射させ、光軸から外れた方向での像の収差を小さくした光学系である。X 線望遠鏡は、焦点面に XIS を置く 4 台の XRT-I (焦点距離 4.75 m) と、焦点面に XRS を置く 1 台の XRT-S (焦点距離 4.50 m) から構成される。口径はすべて 40 cm である。反射鏡は、アルミの薄板にレプリカ法で形成した鏡面を、同心円上に複数枚 (XRT-I は 175 枚、XRT-S は 168 枚)並べて形成している。これにより、軽量かつ大きな有効面積を実現している。

レプリカ法の導入により鏡面形状精度が向上し、全光量の約半分が直径 2' の円内に含まれる (Half-Power Diameter, HPD)。XRT-I と XIS を組み合わせることで X 線撮像が可能となるが、X 線望遠鏡の

4.1 X 線衛星すざく 33



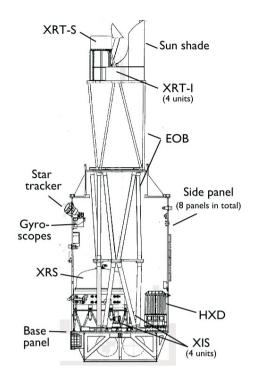


図 4.1 すざく衛星の外観図。左図はすざく衛星の軌道である (The Suzaku Technical Description より)。右図はすざく衛星に搭載されている各装置の位置を表したもの (Mistuda et al. 2007)。



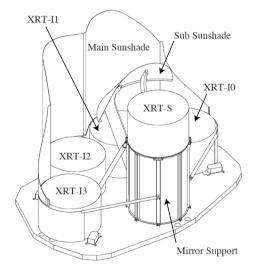


図 4.2 すざく衛星に搭載されている X 線望遠鏡の外観図 (Serlemitsos et al. 2007)。左図は実際の XRT-I であり、右図は XRT-I と XRT-S の配置を表す。

応答特性により、点源は広がりを持ったイメージとなる(図 4.3)。

4.1.3 X線 CCD カメラ (XIS)

 ${
m CCD}$ カメラは、半導体検出器を二次元アレイ状に並べたものである。あるエネルギー E の X 線光子が半導体の空乏層に入射すると、光電効果により光電子が生成される。生じた光電子はエネルギーを失うまで半導体物質と衝突し(電離損失)、電子・正孔対がつくられる。生成される電子・正孔対の数は、おおよ

表 4.1 すざく衛星の基本性能 (Mitsuda et al. 2007 を元に作成)

衛星	軌道遠地点高度	568 km
	軌道周期	96 min
	軌道傾斜角	31°
	観測効率	$\sim 43\%$
XRT	焦点距離	4.75 m
	視野 *	${\sim}17'$ at 1.5 keV
		$\sim 13'$ at 8 keV
	有効面積	$440~\mathrm{cm^2}$ at $1.5~\mathrm{keV}$
		$250~\mathrm{cm^2}$ at $8~\mathrm{keV}$
	空間分解能	2' (HPD)
XIS	視野	17.'8 × 17.'8
	エネルギー帯	$0.2–12~\mathrm{keV}$
	エネルギー分解能	${\sim}130~\mathrm{eV}$ at 6 keV (FWHM)
	有効面積	$330~\mathrm{cm^2}$ (FI), $370~\mathrm{cm^2}$ (BI) at $1.5~\mathrm{keV}$
		$160~\mathrm{cm^2}$ (FI), $110~\mathrm{cm^2}$ (BI) at $8~\mathrm{keV}$
	時間分解能	8 s (normal mode), 7.8 ms (P-sum mode)
	ピクセル数	1024×1024 pixels
HXD	視野	$34' \times 34' \ (\lesssim 100 \text{ keV})$
		$4.5 \times 4.5 (\gtrsim 100 \text{ keV})$
	エネルギー帯	10-70 keV (PIN)
		40-600 keV (GSO)
	エネルギー分解能	$\sim 3.0 \text{ keV (PIN, FWHM)}$
		$7.6/\sqrt{E_{\mathrm{MeV}}}\%$ (GSO, FWHM)
	有効面積	${\sim}160~{\rm cm}^2$ at 20 keV
		${\sim}260~\mathrm{cm}^2$ at 100 keV
	時間分解能	$61~\mu \mathrm{s}$

^{*} 有効面積が、光軸における有効面積の半分になる直径で定義

そ E/W 個となる。ここで W は半導体物質の平均電離エネルギーであり、ケイ素 (Si) の場合、 $\sim 3.65~eV$ である。X 線 CCD カメラは通常の可視光 CCD カメラとは異なり、生成された電子の数を数えることによって、入射した X 線光子のエネルギーを測定できる。また、可視光 CCD カメラは、受光用素子と電荷転送用素子が相互に並ぶインターライン方式が用いられているが、X 線 CCD カメラは、電荷転送用素子に一度に電荷を転送するフレームトランスファー方式が用いられている。そのため、非常に明るい天体

4.1 X 線衛星すざく 35

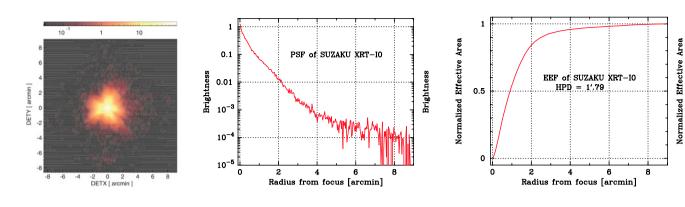


図 4.3 X 線望遠鏡の集光性能 (Serlemitsos et al. 2007)。実際に XIS 0 で天体 SS Cyg を観測したデータを使用している。左図は、得られたイメージ (カウントに対して対数表示)。中央図は、横軸に光軸からのずれを、縦軸に輝度をとったグラフで、点源の広がりを表す Point Spread Function (PSF) を表している。右図は、横軸に光軸からのずれを、縦軸に有効面積をとったグラフで、Encircled Energy Function (EEF) を表している。

を観測した場合、CCD の露光・電荷転送時間の間に 1 つのピクセル *1 に 2 つ以上の X 線光子が入射する と、これらを区別することができず、 2 つの光子エネルギーの和を持つ 1 つの光子だと判別されてしまう (パイルアップ)。

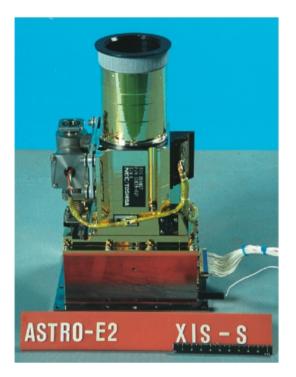
XIS (図 4.4; Koyoma et al. 2007) は、4台の X 線 CCD (Charge Coupled Device) カメラから構成される検出器であり、それぞれ X 線望遠鏡の焦点面に位置している。半導体素子として Si が用いられている。0.2–12 keV に感度を持ち、天体の測光、分光が同時に行える。4台の CCD カメラのうち、3台 (XIS 0, 2, 3) は表面照射型 (Front-Illuminated, FI) であり、1台 (XIS 1) は裏面照射型 (Back-Illuminated, BI) である。FI は X 線を電極側から入射させる型であり、エネルギー分解能に優れるが、低エネルギー側の X 線は電極や絶縁層で吸収されてしまい、検出効率が悪い。一方、BI は X 線を電極の裏側から入射させる型であり、エネルギー側で高い検出効率を有する (図 4.5)。

軌道上でエネルギーの絶対精度を較正するために、各 CCD の 2 つの角には較正線源である 55 Fe(半減期 $^{2.7}$ 年) が取り付けられている (図 $^{4.6}$)。この線源は $^{6.5}$ keV $^{6.5}$ keV $^{6.5}$ keV $^{6.5}$ co $^{6.5}$ keV $^{6.5$

XIS は X 線望遠鏡と組み合わせることにより、 17.8×17.8 の視野を持つ。それぞれ 1024×1024 のピクセル数を持ち、時間分解能は、Normal mode の場合 8 s、Parallel-sum clocking mode (P-sum mode) の場合 7.8 ms である。さらに、Normal mode には Burst オプションと Window オプションを付けることができる。Burst オプションとは、通常は CCD を 8 s 露光するのに対し、最初の何秒かのイベントを捨ててしまうオプションである。これによって、明るい天体でパイルアップを防ぐことができる。一方、Window オプションとは、CCD 全体を読み出すのではなく、CCD の何分の一かのピクセルのみを読み出すオプションである。これによって、CCD を素早く読み出せるので、時間分解能を挙げることが可能となる。Burst オプションと Window オプションは同時に使用することができる。

 $^{^{*1}}$ より正確には、すざく衛星の場合、あるピクセルの周り 3×3 もしくは 5×5 ピクセルを使用して X 線イベントを判別しているため、1 フレームの読み出し時間内にこれらのピクセルに X 線光子が入射するとパイルアップとなる。

XIS 2 は、2006 年 11 月 9 日に生じた不具合(微小塵の衝突によるものと考えられている)により観測不能となった。そのため、残る 3 台の XIS による打ち上げ時の全有効面積は、 $1.5~{\rm keV}$ のエネルギーを持つ X 線に対して $1030~{\rm cm}^2$ であり、また、エネルギー分解能は $6~{\rm keV}$ の X 線に対して $\sim 130~{\rm eV}$ である。ただし、打ち上げからの経過時間とともに、人工衛星からのアウトガスなどの汚染物質による Contamination の付着や、CTI (Charge Transfer Inefficiency) の増加によって、有効面積とエネルギー分解能は変化する。さらに、2006 年 10 月から、エネルギー分解能の劣化を押さえるために、人工的に電荷を注入し CCD の格子欠陥を埋める技術 (Spaced-row Charge Injection, SCI) が使用されている。



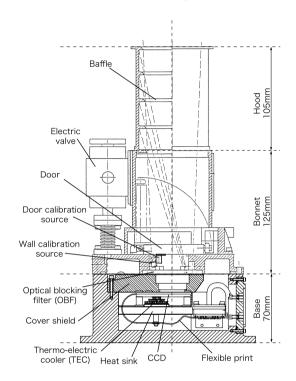


図 4.4 すざく衛星に搭載されている X 線 CCD カメラ (XIS) の外観図 (Koyama et al. 2007)。左 図は実際の XIS であり、右図は XIS の断面図。

4.1.4 硬 X 線検出器 (HXD)

硬 X 線領域では、天体からの信号はおおよそエネルギーとともにベキ型関数的に減少する。そのため、バックグラウンドの影響が大きくなり、感度の良い観測を行うためにはバックグラウンドの低減が非常に重要となる。バックグラウンドには、検出器正面から入射するものに加え、視野外から検出器に入射するもの、検出器内部に起因するものなどが挙げられる。これらのバックグラウンドを低減するために開発されたのが井戸型フォスイッチカウンターである。

HXD (図 4.7; Takahashi et al. 2007; Kokubun et al. 2007) は、非撮像型の硬 X 線検出装置であり、16 本の井戸型フォスイッチカウンター (Well ユニット) と、その周りを囲んだ 20 本の BGO 結晶のアンチカウンター (Anti ユニット) から構成される。Anti ユニット自身を veto 検出器として Well ユニットを取り囲むことにより、視野外から入射した雑音を検出できるため、よりバックグラウンドを低減することが可能となっている (アクティブシールド)。

Well ユニットは、PIN 型半導体検出器 (HXD/PIN) と GSO シンチレーター (HXD/GSO) を上下に

4.1 X 線衛星すざく 37

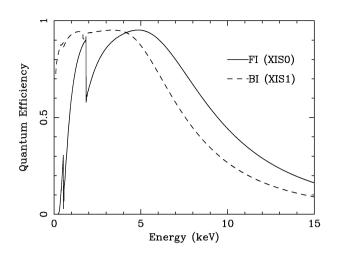


図 4.5 XIS FI/BI のエネルギーに対する 量子効率の比較図 (Koyama et al. 2007)。 横軸はエネルギーで、縦軸は量子効率。FI は高エネルギー側で量子効率が高いが、低 エネルギー側で低い。逆に BI は高エネル ギー側で量子効率が低いが、低エネルギー 側で高い。

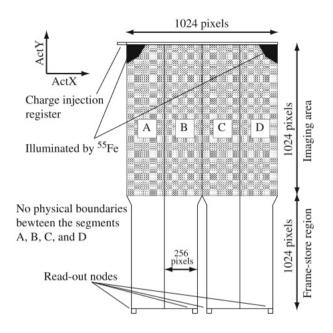


図 4.6 XIS CCD の概略図 (Koyama et al. 2007)。 1024×1024 ピクセルの CCD は、A,B,C,D の4つのセグメントで構成される。A と D セグメントの角には、較正用の線源である 55 Fe が取り付けられている。

重ね合わせている (図 4.8)。 PIN と GSO には HV (High Voltage) ユニットによって、電圧がかけられて いる。低いエネルギーの硬 X 線は PIN で検出され、高いエネルギーの硬 X 線は PIN を通り抜けて、その下にある GSO によって検出される。 PIN は $10-70~{
m keV}$ に感度を持ち、 GSO は $40-600~{
m keV}$ に感度を持つ。

BGO の井戸部はアクティブコリメーターの役割を果たし、視野を 4.5×4.5 に絞る。低エネルギー側の PIN では、井戸部に取り付けられた厚いリン青銅によって視野外からの X 線は吸収されるため (パッシブファインコリメーター)、視野はさらに絞られ、 $34' \times 34'$ となる (図 4.9)。



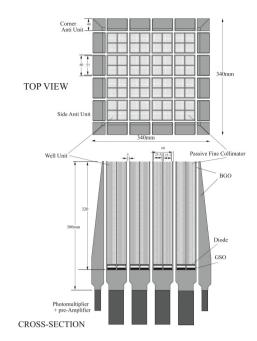


図 4.7 すざく衛星に搭載されている硬 X 線検出器 (HXD) の外観図 $(Takahashi\ et\ al.\ 2007)$ 。左図 は実際の HXD であり、右図は HXD の断面図。

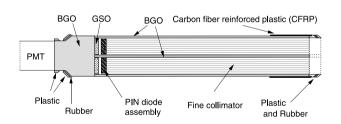


図 4.8 HXD Well ユニットの断面図 (Takahashi et al. 2007)。PIN 型半導体の下に GSO シンチレーターが取り付けられている。ファインコリメーターによって、視野が狭められている。

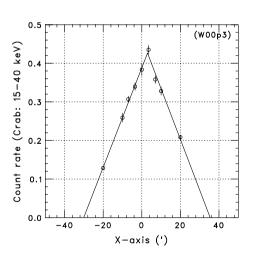


図 4.9 HXD の位置に対する応答関数 (Kokubun et al. 2007)。かに星雲を観測して得たデータを元に作成している。横軸は光軸のX 軸からのずれを表し、縦軸は単位時間当たりのカウントを表している。ファインコリメーターの存在によって、光軸から外れるにしたがって、天体からの信号が弱くなる。

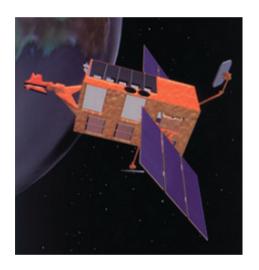
4.2 X 線衛星 RXTE **39**

4.2 X線衛星RXTE

4.2.1 概要

Rossi X-ray Timing Explorer (RXTE; 図 4.10; Bradt et al. 1993) 衛星は、1995 年 12 月 30 日に NASA (National Aeronautics and Space Administration) によって打ち上げられた米国の X 線衛星である。デルタ II ロケットによって、高度約 600 m、軌道傾斜角 23°の軌道上へと運ばれた。14 年以上の長期にわたって観測を続け、豊富なアーカイブデータを有することが特徴である。また、多波長同時観測を特別観測時間枠を使って行うなど、他の衛星と比較して衛星運用が柔軟であり、多くの科学的成果を生み出してきた。

RXTE には、5台の比例計数管 (Proportional Counter Array, PCA)、それぞれ4つの NaI/CsI シンチレーションカウンターから構成される2台のクラスター検出器 (High-Energy X-ray Timing Experiment, HEXTE)、全天モニター用の3台の広角カメラ (All Sky Monitor, ASM) の3種類の検出器が搭載されている。それぞれの検出器の特徴を表4.2にまとめた。



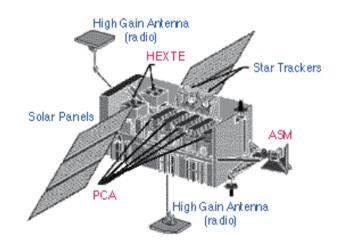


図 4.10 RXTE 衛星の外観図。左図はイメージ (http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xte/xtegof.html より)。右図は各装置の位置を示したもの (http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xte/learning_center/what_is_RXTE.html より)。

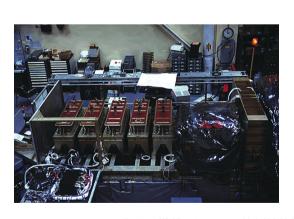
装置名	面積 (cm ²)	エネルギー帯 (keV)	視野 (FWHM)	時間分解能	感度 (必要時間) (mCrab)
PCA	6250	2-60	$1^{\circ} \times 1^{\circ}$	$\sim 1 \ \mu \mathrm{s}$	0.1 (10 min)
HEXTE	1600	20 – 200	$1^{\circ} \times 1^{\circ}$	$10~\mu \mathrm{s}$	$1 (10^5 s)$
ASM	90	2 - 10	$0.^{\circ}2 \times 1^{\circ}$	1.5 h	30 (1.5 h)

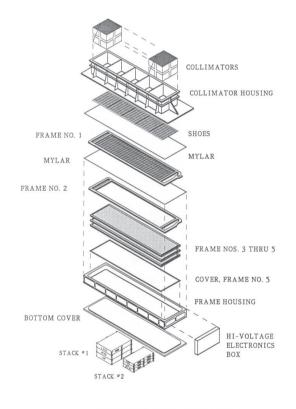
表 4.2 RXTE 衛星に搭載されている装置の基本性能 (Bradt et al. 1993 を元に作成)

4.2.2 X 線比例計数管 (PCA)

比例計数管は、X 線天文学の黎明期より X 線観測に使用されてきた装置である。装置には希ガスが封入され、高電圧が印加されている。ここに X 線が入射すると、光電効果によって希ガスに吸収され、最内殻電子は光電子として放出される。空いた内殻に外殻電子が遷移すると、そのエネルギー差に対応する特性 X 線もしくはオージェ電子が放出される。放出された電子は、比例計数管に印加された電圧によってエネルギーを得る。すると他の希ガスと衝突し、再び電子を放射することになる。以上のことが繰り返される。これらの過程で生成された電子は、入射した X 線のエネルギーに比例するので、生成された電子を計測することで X 線のエネルギーを測定できる。

PCA は 5 台の比例計数管 (Proportional Counter Unit, PCU; 図 4.11; Jahoda et al. 1996; Jahoda et al. 2006) から構成される。PCA の上部にはプロパンが封入された veto 層があり、その下部にはキセノン (Xe) が封入された層がある。Xe 層は 3 つの層から構成され、さらに各層は左右 2 つの層に分かれていて、それぞれ 1L, 1R, 2L, 2R, 3L, 3R と呼ばれている。すべての PCU を合わせて $6250~\rm cm^2$ もの大面積を持ち、視野は $1^\circ \times 1^\circ$ (FWHM) である。 $2-60~\rm keV$ に感度を持ち、エネルギー分解能は $6~\rm keV$ で $\sim 1~\rm keV$ 、 $22~\rm keV$ で $\sim 1.8~\rm keV$ である。





XTE/PCU EXPLODED VIEW

図 4.11 RXTE 衛星に搭載されている比例計数管 (PCA) の外観。左図は PCA の写真である (http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xte/learning_center/pca.html より)。右図は PCU の構成 図 (Jahoda et al. 2006)。frame 1 はプロパンの陽極、frame 2 は一番上の Xe 層、frame 3-5 は二、三番目の Xe 層と、Xe の veto 層を表している。

4.3 X 線衛星 Swift 41

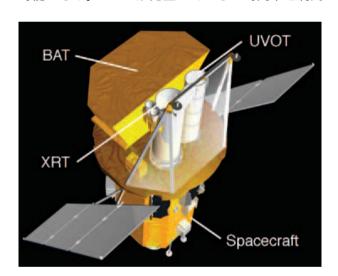
4.3 X線衛星 Swift

4.3.1 概要

Swift 衛星 (図 4.12; Gehrels et al. 2004) は、1999 年の NASA 中型衛星計画 (medium-size explorer, MIDEX) として採用され、2004 年 11 月 20 日に打ち上げられた衛星である。デルタ 7320 ロケットによって、高度約 $600~\mathrm{km}$ 、軌道傾斜角 $20.^\circ6$ の軌道上へと運ばれた。

Swift は、 γ 線バースト (Gamma-Ray Burst, GRB) 観測を主目的とした衛星であり、GRB 観測に特化した 3 種類の装置が搭載されている。バーストアラート望遠鏡 (Burst Alert Telescope, BAT) は、広視野を持つ符号化マスクの γ 線撮像検出器であり、常時全天をモニターし、GRB の発見・監視を目的としている。X 線望遠鏡 (X-Ray Telescope, XRT) は、X 線望遠鏡と X 線 CCD カメラから構成される装置である。紫外線可視光望遠鏡 (Ultraviolet/Optical Telescope, UVOT) は、紫外線、可視光の測光観測を行う装置である。各装置の基本性能を表 4.3にまとめた。

BAT で GRB を検出した場合、70 秒以内の短時間で自動的に衛星を GRB 発生の方向へ向け、XRT と UVOT の観測を行う。これにより、GRB が発生した正確な位置を求め、また残光 (afterglow) の観測が 可能となる。GRB が発生していない時間帯を利用して、様々な天体の指向観測を行う。



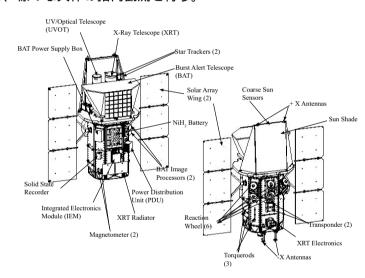


図 4.12 Swift 衛星の外観図。左図は Swift 衛星と 3 種類の観測装置の位置を示したもの (Gehrels et al. 2004)。右図は各装置の位置を詳細に示したもの (Swift Explore News Media Kit より)。

4.3.2 X 線望遠鏡 (XRT)

XRT (図 4.13; Burrows et al. 2005) は、X 線望遠鏡と X 線 CCD カメラから構成される X 線撮像分光装置である。Wolter I 型の光学系 (口径 $0.51~\mathrm{m}$ 、焦点距離 $3.5~\mathrm{m}$) の焦点面に CCD カメラが配置されている。0.2– $10~\mathrm{keV}$ に感度を持つ。エネルギー分解能は $5.9~\mathrm{keV}$ において $140~\mathrm{eV}$ であり、有効面積は $1.5~\mathrm{keV}$ で $\sim 125~\mathrm{cm}^2$ 、 $8.1~\mathrm{keV}$ で $\sim 20~\mathrm{cm}^2$ である (図 4.14)。視野は 23.6 四方であり、天体の位置を 3.6 の精度で決定できる。

表 4.3 Swift 衛星の基本性能 (Gehrels et al. 2004 を元に作成)

衛星	軌道高度	$584 \times 601 \text{ km}$
	軌道周期	$\sim 95 \text{ min}$
	軌道傾斜角	20°6
	質量	$1450~\mathrm{kg}$
BAT	検出器	CdZnTe
	エネルギー帯	$15150~\mathrm{keV}$
	エネルギー分解能	$3.3~{\rm keV}$ at $60~{\rm keV}$ (FWHM)
	検出器面積	$5240~\mathrm{cm}^2$
	有効面積	2.7 m^2
	視野	$100^{\circ} \times 60^{\circ}$ (half-coded)
XRT	検出器	E2V CCD-22
	望遠鏡	JET-X Wolter I
	エネルギー帯	$0.212~\mathrm{keV}$
	エネルギー分解能	$190~\mathrm{eV}$ at $10~\mathrm{keV}$
	有効面積	$110~\mathrm{cm^2}$ at $1.5~\mathrm{keV}$
	視野	23.6×23.6
	ピクセル数	600×602 pixels
	空間分解能	$18^{\prime\prime}$ at 1.5 keV (HPD)
UVOT	検出器	Intensified CCD
	望遠鏡	Modified Ritchey-Chrétien
	波長帯	1700–6000 Å
	口径	$30~\mathrm{cm}$
	視野	$17' \times 17'$
	ピクセル数	2048×2048 pixels
	空間分解能	$0\rlap.{''}9$ at $350~\mathrm{nm}$ (FWHM)
		·

天体の明るさや、目的とする物理量に合わせて、CCD には 4 種類の読み出しモードが用意されている。 Image mode (IM) は、通常の X 線 CCD が一つ一つの光子イベントを検出するのに対し、可視光 CCD のように光子の総和を得る観測モードである。そのため分光ができないが、天体の位置をより正確に決定することができる。露光時間は $0.1~\mathrm{s}$ 、または $2.5~\mathrm{s}$ である。Photodiode mode (PD) は、空間情報を犠牲にする代わりに、 $0.14~\mathrm{ms}$ という非常に高い時間分解能を持つ観測モードである。CCD の読み出しを各列を積算し、さらにそれらを足し合わせることで、高い時間分解能を達成している。結局、CCD 全体を一度に読み出すことになるので、イメージを得ることはできない。目的とする天体の周囲に天体が少なく、かつ非常に明るい天体の場合にのみ使用が可能となる。Windowed-timing mode (WT) は、CCD のピクセル $10~\mathrm{ft}$ 行にまとめ、さらに CCD の視野の $1/3~\mathrm{tt}$ である $200~\mathrm{ft}$ 列のピクセルのみを読み出す観測モードである。そのため、時間分解能は $1.8~\mathrm{ms}$ を達成するが、得られる空間情報は一次元となる。

4.3 X 線衛星 Swift 43

Photon-counting mode (PC) は、通常の X 線 CCD の観測モードと同様のモードであり、CCD にあるすべてのピクセルを使用する。測光と分光を同時に行えるが、 $2.5~\mathrm{s}$ ごとに CCD の読み出しを行うため、時間分解能が低下する。



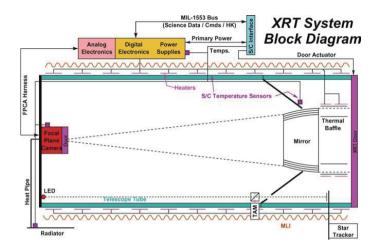


図 4.13 Swift 衛星に搭載されている X 線望遠鏡 (XRT) の外観図 (Burrows et al. 2005)。左図は XRT のミラー部分であり、右図は XRT の装置図である。

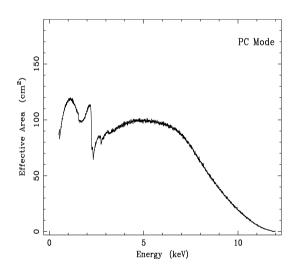


図 4.14 XRT PC モードのエネルギーに対する有効面積 (http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/heasarc/caldb/swift/docs/xrt/spie05_romano.pdf より)。 横軸はエネルギーで、縦軸はエネルギーに対する有効面積を表している。

4.4 近赤外線望遠鏡 IRSF

4.4.1 概要

IRSF (InfraRed Survey Facility; 図 4.15) 望遠鏡は、名古屋大学および国立天文台が、南アフリカ天文台 (South African Astronomical Observatory, SAAO) のサザーランド観測所に設置した観測施設である。東経 $20^\circ48'38''$ 、南緯 $32^\circ22'48''$ に位置し、標高は 1761 m である (図 4.16)。このサイトにおける晴天率は約 50% であり、典型的なシーイングサイズは 0.9 である。

IRSF は、近赤外線領域における大小マゼラン雲のサーベイ観測を主目的としている。観測装置として、測光観測用の SIRIUS (Simultaneous-color InfraRed Imager for Unbiased Surveys) 装置と、偏光観測用の SIRPOL (SIRIUS POLarimetry mode) 装置がある。後者は前者に偏光素子を付加したものである。2000 年 11 月 15 日から観測を開始した。その特徴は、SIRIUS による J, H, K_s バンドの 3 色同時測光観測が可能なこと、視野が 7.7 四方と広いこと、検出器の読み出しが非常に速いこと、SIRPOL によって 3 色同時偏光観測が可能なことである。2MASS (Two Micron All Sky Survey; Skrutskie et al. 2006) よりも位置分解能に優れ、長い時間の積分を行うため、数等級深いところまで観測ができる。さらに、ほとんど自動的に観測を行うことができるので、非常に高い効率でサーベイ観測が実行できる。

IRSF の光学系は、放物面を持つ $1.4~\mathrm{m}$ の主鏡と、凸型双曲面を持つ $0.4~\mathrm{m}$ の副鏡からなる古典的カセグレン焦点のオフナー光学系であり、架台は経緯儀式である (図 4.17)。

赤外線観測用の検出器では、可視観測用の CCD と比較してバッドピクセルの割合が無視できないほど 多いため、赤外線観測でディザリングという手法がよく使用される。ディザリングとは、露光ごとに望遠鏡の向く方向を少しずつ変化させて観測を行う、観測手法のことである。望遠鏡を動かす大きさのことを ディザリング半径という。図 4.18に IRSF 望遠鏡のディザリングの例を示す。典型的な 10 ディザリング の観測を行った場合、一回のディザリングに 20 秒程度のオーバーヘッドが発生する。

4.4.2 近赤外線撮像装置 (SIRIUS)

SIRIUS (図 4.19; Nagashima et al. 1999; Nagayama et al. 2003) は、近赤外線用の撮像装置である。 2 枚のダイクロイックミラーによって波長を分け (図 4.17右)、それぞれの集光位置に置かれた 3 台の HgCdTe 検出器 (米 Rockwell 社の HAWAII アレイ検出器) によって、J (1.25 μ m)、H (1.63 μ m)、 $K_{\rm s}$ (2.41 μ m) バンドの 3 色同時測光が可能である。 $H{\rm gCdTe}$ 検出器は 1024×1024 ピクセルを持ち、 1 ピクセル当たりに見込む角は $0.^{\prime\prime}45~{\rm pixel}^{-1}$ であるから、視野は $7.^{\prime\prime}7\times7.^{\prime\prime}7$ である。読み出し速度が非常に速く、一回の読み出しにかかる時間は、約 5 秒である。

15 分の積分で、S/N 比 (Signal to Noise ratio) を 10σ で検出する場合の限界等級は、J バンドで $19.2~{\rm mag}$ 、H バンドで $18.6~{\rm mag}$ 、 $K_{\rm s}$ バンドで $17.3~{\rm mag}$ である。基本的な SIRIUS の性能を表 4.4にまとめた。



図 4.15 IRSF 観測所の外観。2009 年 3 月撮影。



図 4.16 IRSF 観測所の位置。南アフリカ共和国の、サザーランド村に位置する (http://www.z.phys.nagoya-u.ac.jp/~nagata/map_sutherland.jpgより)。



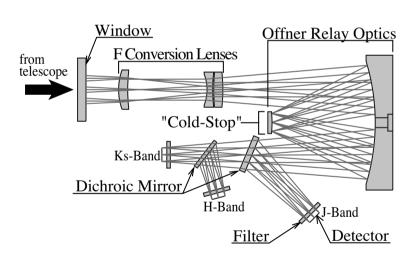


図 4.17 IRSF 望遠鏡の光学系。左図は IRSF 望遠鏡の外観図 (Kandori et al. 2006)。右図は SIRIUS の光学系の概念図 (Nagayama et al. 2003)。ダイクロイックミラーによって、3色同時測光観測が可能であることが分かる。

4.4.3 近赤外線偏光装置 (SIRPOL)

自然光は様々な位相の光が混ざり合っているため偏光しておらず、例えばレーザー光などは位相がそろっているため偏光している。電磁波の振動面が常に一定のものを直線偏光といい、光の進行方向から見

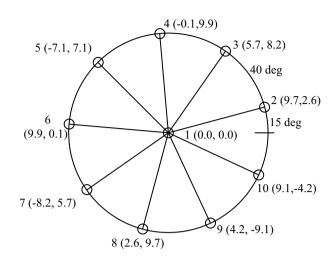


図 4.18 IRSF 望遠鏡におけるディザリングの例 (Nagayama 2004)。一回の観測で、ディザリングを 10 回行う場合。丸で示した場所がディザリング位置であり、1-10 の番号は観測する順番を示している。観測番号の隣の括弧のついた数字は、ディザリング半径を 10'' とした場合の (RA, Dec) 方向のオフセット量を表している。初めに目的天体を中心とした観測を行った後、2 回目以降は水平から 15° 離れた位置から 40° ずつずらして観測を行う。



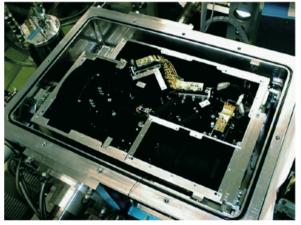


図 4.19 SIRIUS の外観とその内部 (Nagayama et al. 2003)。左図が外観で、右図が内部の様子。

て振動ベクトルが円を描くものを円偏光*²、楕円を描くものを楕円偏光という。単色の電磁波は一般に楕円偏光をしている。

偏光状態を表す量として、ストークスパラメーターがある。例えば、x 軸方向の電場を $E_x=E_1\cos{(\omega t+\phi_1)}$ 、y 軸方向の電場を $E_y=E_2\cos{(\omega t+\phi_2)}$ と定義する。ここで E_1,E_2 は x,y 軸方向の電場の大きさであり、 ω は振動数、t は時刻、 ϕ_1,ϕ_2 は位相のずれである。ここで、ストークスパラ

 $^{^{*2}}$ 円偏光の回転の向きを表す量として、ヘリシティーがある。ヘリシティー h は、電磁波の波数ベクトルを \vec{k} 、スピンベクトルを \vec{s} として、 $h\equiv\vec{s}\cdot\vec{k}/|\vec{s}||\vec{k}|$ で定義される。

—————————————————————————————————————	HgCdTe (HAV	${ m HgCdTe}~({ m HAWAII}) imes 3$				
ピクセル数	1024×1024					
視野	7.7×7.7					
中心波長	$1.25~\mu\mathrm{m}~(J)$	$1.63~\mu\mathrm{m}~(H)$	$2.14~\mu\mathrm{m}~(K_\mathrm{s})$			
波長幅	$0.17~\mu\mathrm{m}~(J)$	$0.30~\mu\mathrm{m}~(H)$	$0.32~\mu\mathrm{m}~(K_\mathrm{s})$			
限界等級 *	$19.2~{\rm mag}~(J)$	$18.6~{\rm mag}~(H)$	$17.3 \text{ mag } (K_{\text{s}})$			
バッドピクセルの割合	$1.88\% \ (J)$	0.04%~(H)	$0.07\%~(K_{\rm s})$			
1 ADU あたりの電子数	$5.5 e^- (J)$	$5.3 e^- (H)$	$5.8 e^- (K_s)$			
システム効率	27.5%~(J)	$36.4\% \ (H)$	$39.3\% \ (K_{\rm s})$			
重量	$\sim 150 \text{ kg}$					

表 4.4 SIRIUS の基本性能 (Nagayama et al. 2003 を元に作成)

メーター I, Q, U, V を以下で定義する。

$$I \equiv E_1^2 + E_2^2$$

$$Q \equiv E_1^2 - E_2^2$$

$$U \equiv 2E_1 E_2 \cos(\phi_1 - \phi_2)$$

$$V \equiv 2E_1 E_2 \sin(\phi_1 - \phi_2)$$

I は電磁波の強度に関係する量である。円偏光の場合、U=Q=0 であるから、これらは円偏光に関係する量であり、直線偏光の場合、V=0 でありから、これは円偏光の度合いに関係する量である。ストークスパラメーターと偏光状態の関係を表 4.5にまとめた。

SIRPOL (図 4.20; Kandori et al. 2006) は、偏光素子と波長板回転機構から構成される偏光観測用の装置である。偏光素子は、入射した光の位相を $\lambda/2$ だけ変化させる 1/2 波長板である。その原理は、異方性を持った物質に光が入射すると、光の偏光方向によって異なる屈折率を持つため (複屈折)、各偏光成分が物質を通過する時間に差が生じ、位相差が生まれるからである。2005 年 12 月 25 日から観測が開始された。装置を SIRIUS の上部に取り付けて使用する (図 4.17左)。

SIRIUS と組み合わせて使用することにより、SIRIUS と同様に、J、H、 $K_{\rm s}$ バンドの3色同時偏光観測が可能で、視野も $7!7 \times 7!7$ と広い。観測モードには、直線偏光モード (LP mode) と、円偏光モード (CP mode) がある。

偏光素子を入れることにより、天体からの光量が半減してしまうため、SIRIUS と同様の限界等級である 19.2~(J)、18.6~(H)、 $17.3~(K_{\rm S})$ mag を 15~分の積分をしても、得られる S/N 比は 5σ である。

SIRPOL の観測時には、入射光子の位相を遅らせる $1-2.5~\mu\mathrm{m}$ の波長板が 0.0° 0、 45.0° 0、 22.0° 5、 67.0° 5 の角度位置で回転するので、それそれの角度の光子強度を測定することによって、偏光が測定できる。ストークスパラメーター I,Q,U は、

$$I = (I_{0 \circ 0} + I_{45 \circ 0} + I_{22 \circ 5} + I_{67 \circ 5})/2$$

$$Q = I_{0 \circ 0} - I_{45 \circ 0}$$

$$U = I_{22 \circ 5} - I_{67 \circ 5}$$

^{*} 15 分の積分で $\mathrm{S/N}{=}10\sigma$ 検出の場合

として求まる。ここで、 I_x は、波長板回転角が x の時のインテンシティーである。ストークスパラメーターが求まると、偏光度 P と、偏光角 θ は、

$$P = \sqrt{Q^2 + U^2}/I$$

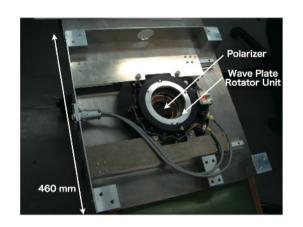
$$\theta = 1/2 \arctan(U/Q)$$

から求まる。明るN天体を観測した場合、偏光度の決定精度は0.3%であり、偏光角の決定精度は $\pm 5\%$ である。基本的なSIRPOL の性能を表 4.6にまとめた。

表 4.5 偏光状態とストークスパラメーターの関係 * (「現代の天文学 15 宇宙の観測 I —光・赤外線天文学」を元に作成)

I	Q	U	V	偏光状態
1	1	0	0	$ heta=0^\circ$ に完全直線偏光した光
1	-1	0	0	$ heta=90^\circ$ に完全直線偏光した光
1	0	1	0	$ heta=45^\circ$ に完全直線偏光した光
1	$\cos 2\theta$	$\sin 2\theta$	0	heta 方向に完全直線偏光した光
1	0	0	1	完全右偏光した光
1	0	0	-1	完全左偏光した光
1	0	0	0	無偏光の光

 $^{^*}$ ここで θ とは、楕円の長軸と x 軸のなす角として定義



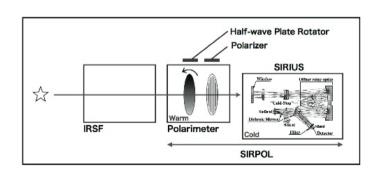


図 4.20 SIRPOL の外観図 (Kandori et al. 2006)。左図は SIRPOL の偏光素子と波長板回転機構の外観図。右図は SIRIUS と組み合わせた際の光学系の概念図。

表 4.6 SIRPOL の基本性能 *(Kandori et al. 2006 を元に作成)

偏光素子	石英、フッ化マグネシウム					
ピクセル数	1024×1024					
視野	$7'.7 \times 7'.7$					
限界等級 [†]	19.2 mag (J) 18.6 mag (H) 17.3 mag $(K_{\rm s})$					
波長板回転角	0°, 45°, 22°, 67°, 5					
偏光度の精度	0.3% for $J < 15.0, H < 14.5, K_{\rm s} < 13.0 \; {\rm mag}$					
	$< 1\%$ for $J < 16.5, H < 15.7, K_{\rm s} < 14.5$ mag					
	$< 3\%$ for $J < 17.5, H < 17.0, K_{\rm s} < 15.7$ mag					
偏光角の精度	$<3^{\circ}$ for $J, H, K_{\rm s}$					
補正角	105°					
偏光効率	95.5% (J) 96.3% (H) 98.5% (K_s)					
最短積分時間	1.6 s					

^{*} LP mode の場合

 $^{^\}dagger$ 15 分の積分で $\mathrm{S/N}{=}5\sigma$ 検出の場合

第5章

観測とデータ処理

 $XSS\,J12270-4859\,$ を研究するために、 $X\,$ 線観測では、すざく衛星、 $RXTE\,$ 衛星、 $Swift\,$ 衛星を使用し、近赤外線観測では、 $IRSF\,$ 望遠鏡を使用した。本章では、行った観測の詳細と、データ処理について述べる。データ処理で使用したソフトウェアは、すざく衛星、 $Swift\,$ 衛星には $HEADAS\,^{*1}\,$ version $6.5\,$ を、 $RXTE\,$ 衛星には $HEADAS\,$ version $6.6\,$ を、 $IRSF\,$ 望遠鏡には $IRAF\,$ である。

すざく衛星 (5.10) は、主に天体の時間変動、および良質のスペクトルを得るために用いた。RXTE 衛星 (5.20) は、天体の時間変動を調べるとともに、IRSF 望遠鏡と X 線・近赤外線同時観測を行い、多波長による振る舞いの違いを調べるために用いた。Swift 衛星 (5.30) は、すざく衛星、RXTE 衛星とは異なる時期における天体の時間変動を調べるために用いた。IRSF 望遠鏡 (5.40) は、X 線と同時観測を行うとともに、近赤外線領域における天体の時間変動、および偏光の状態を調べるために用いた。

Contents

5.1	${f X}$ 線衛星すざく ${f \ldots}$ ${f \ldots}$ ${f \ldots}$ ${f \ldots}$ ${f \ldots}$	2
	5.1.1 観測	2
	5.1.2 データ処理	2
$\bf 5.2$	X 線衛星 RXTE	3
	5.2.1 観測	}
	5.2.2 データ処理	}
5.3	X 線衛星 Swift 54	Ł
	5.3.1 観測	Į.
	5.3.2 データ処理	Į.
$\bf 5.4$	近赤外線望遠鏡 IRSF	5
	5.4.1 観測	5
	5.4.2 データ処理	;

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

5.1 X線衛星すざく

5.1.1 観測

我々はすざく衛星を用いて、XSS J12270-4859 の観測を 2008 年 8 月 8-9 日に行った (PI: K. Ebisawa)。 観測 ID は 403029010 である。観測は XIS を天体の中心に向けて行われた (XIS nominal position)。 XIS の観測モードは、フレーム時間 8 秒のノーマルクロックモードである。

XIS のエネルギー分解能は、衛星の打ち上げから時間の経過とともに劣化するが、本観測時には、SCI により電荷注入が行われ、エネルギー分解能の低下が押さえられており、観測時の $5.9~{
m keV}$ におけるエネルギー分解能は、 $150-190~{
m eV}$ (FWHM) である。

5.1.2 データ処理

本研究には XIS および、HXD PIN のデータを用いる。40 keV 以上に感度を持つ HXD GSO は、このエネルギー帯ではバックグラウンドが高くなり、XSS J12270-4859 程度の強度の天体からは、高エネルギー放射の検出が難しいことから使用しない。

データ校正は、標準的なパイプラインプロセス version 2.2 を用い、以下の条件を満たすデータのみを使用した。XIS については、(1) ASCA グレードが 0, 2, 3, 4, 6 であり、X 線イベントと見なせるもの、(2) ピクセルのステータスが 0 から 524287 の間であり、バッド CTE (Charge Transfer Efficiency) コラムと SCI に関係する行を除いたもの、(3) 衛星が姿勢変更 (maneuver) していない時間であること、(4) 目的天体と、衛星が向いている方向のずれが 1.5 よりも小さいこと、(5) 衛星のテレメトリー状態が super high, high, medium のいずれかであること、(6) 衛星が SAA (South Atlantic Anomaly) を通過中でないこと、(7) SAA 通過後、436 秒経過していること、(8) 衛星が観測している方向と、地球縁のなす角が 5° より大きいこと、(9) 衛星が観測している方向と、昼地球縁のなす角が 20° より大きいこと、である。

HXD PIN については、以下の条件を満たすデータを用いた。(1) Well ユニットが検出したイベントのうち、PIN で検出したもの、(2) 衛星が姿勢変更していない時間のイベントであること、(3) 目的天体と、衛星が向いている方向のずれが 1.5 よりも小さいこと、(4) 8 つの HV ユニットの電圧が低下していないこと、(5) 衛星が SAA 通過中でなく、SAA 通過後 500 秒経過していること、あるいは SAA 通過の 180 秒よりも前であること、(6) Cut-Off Rigidity (COR) が、(6) GV/c よりも大きいこと、(7) 衛星が観測している方向と、地球のなす角が 5° より大きいこと、(8) テレメトリーが飽和していないこと、である。

以上のデータ校正の結果、XIS の有効観測時間は $\sim 30~{
m ks}$ 、HXD PIN の有効観測時間は $\sim 35~{
m ks}$ である。観測のログを表 5.1にまとめた。

観測 ID	観測装置	観測開始時刻 (UT)		観測終了時	有効観測時間	
		年月日	時刻	年月日	時刻	(ks)
403029010	XIS	2008-08-08	23:13:07	2008-08-09	15:33:14	29.6
	PIN					34.6

表 5.1 すざく衛星の観測ログ

5.2 X 線衛星 RXTE **53**

5.2 X線衛星RXTE

5.2.1 観測

XSS J12270-4859 の時間変動を調査するために、RXTE 衛星のアーカイブデータを用いた (観測 ID: 93009-02-01; PI: A. J. Norton)。観測日は 2007 年 11 月 28 日である。このデータを用いて、すでに論文が出版されているが (Butters et al. 2008)、時間変動が示されていないため、アーカイブデータの再解析を行った。

さらに、我々は、近赤外線と同時観測 (5.4節) を行い、その時間変動、スペクトルを調べるために、 RXTE 衛星の緊急特別観測時間枠 (Target of Opportunity, ToO) を用いて観測を行った。観測は、2009 年 3 月 13 日と 15 日の二回に分けて行った (観測 ID: 94416-01-01; PI: K. Saitou)。

5.2.2 データ処理

解析には PCA のみを用いる。特に、 5台の PCU のうち、 PCU 0, 1 はプロパンの層を喪失してしまったため、また、 PCU 3, 4 は観測時間が非常に短いため、 PCU 2 のみを使用する。

データ校正は、以下の条件をすべて満たすデータのみを使用した。(1) PCU 2 の一番上の Xe 層で取得されたデータであること、(2) 目的天体と、衛星が向いている方向のずれが 0.02 よりも小さいこと、(3) 衛星が観測している方向と、地球縁のなす角が 100 よりも大きいこと、(4) SAA を通過中でないこと、(5) SAA 通過後、30 分を経過していること、(6) PCA breakdown イベントの 600 秒前から 150 秒後の間でないこと、(7) X 線イベントと荷電粒子によるイベントの比が 0.1 よりも小さいこと、である。

以上のデータ校正の結果、有効観測時間は、2007 年 11 月 28 日のデータについて ~ 35 ks、2009 年 3 月 13 日のデータについて ~ 10 ks、2009 年 3 月 15 日のデータについて ~ 7 ks である。観測のログを表 5.2にまとめた。

—— 観測 ID	観測装置	観測開始時刻 (UT)		観測終了時	 有効観測時間	
		年月日	時刻	年月日	時刻	(ks)
93009-02-01	PCA	2007-11-28	16:06:49	2007-11-29	16:27:12	35.4
94416-01-01		2009-03-13	20:06:24	2009-03-14	00:25:36	9.7
		2009-03-15	20:41:52	2009-03-15	23:15:44	6.5

表 5.2 RXTE 衛星の観測ログ

5.3 X線衛星 Swift

5.3.1 観測

天体の時間変動を調査するために、Swift 衛星のアーカイブデータを使用した (観測 ID: 0035101001, 0035101002)。観測日は、2005 年 9 月 15 日と 24 日の二回である。これらのデータを用いてすでに論文が出版されているが (Landi et al. 2009)、スペクトルのみが示されており、時間変動に関して調べられていないので、アーカイブデータの再解析を行った。XRT の観測モードは、PC モードである。

5.3.2 データ処理

解析には、XRT によって取得された X 線データのみを用いる。データ校正は、標準的なパイプラインプロセスを、最新のキャリブレーションデータを用いて行った。以下の条件をすべて満たすデータのみを使用した。(1) バッドピクセルと校正線源によるイベントではないもの、(2) ホットピクセルとフリッカリングピクセルによるイベントではないもの、(3) グレード判定法により、X 線によるイベントと考えられるもの (グレード 0–12)、(4) 衛星が観測している方向と、地球縁のなす角が 45° 以上であること、(5) 衛星が観測している方向と、地球の昼と夜の境界線のなす角が 120° 以上であること、(6) 目的天体と、衛星が向いている方向のずれが 0.08° 以下であること、(7) 太陽中心の方向と、衛星の向いている方向のなす角 (太陽角) が 45° よりも大きいこと、(8) 月中心の方向と、衛星の向いている方向のなす角 (角) が 30° よりも大きいこと。SAA 中のデータは初めから取得されていないので、上記の条件には含まれない。

以上のデータ校正の結果、有効観測時間は、2005 年 9 月 15 日のデータについて ~ 5 ks、2005 年 9 月 24 日のデータについて ~ 2 ks である。観測のログを表 5.3にまとめた。

———— 観測 ID	観測装置	観測開始時刻 (UT)		観測終了時刻 (UT)		 有効観測時間
		年月日	時刻	年月日	時刻	(ks)
0035101001	XRT	2005-09-15	00:25:15	2005-09-15	21:24:13	4.9
0035101002		2005-09-24	06:18:51	2005-09-24	09:46:57	1.9

表 5.3 Swift 衛星の観測ログ

5.4 近赤外線望遠鏡 IRSF

5.4.1 観測

XSS J12270-4859 の赤外線領域における光度、偏光と時間変動を調べるために、IRSF 望遠鏡を用いて観測を行った (PI: K. Saitou)。観測は 2009 年 1 月と 3 月に行った。1 月の観測は SIRIUS によって一日数点の測光観測を、一週間行った。3 月の観測は一日中モニター観測を行い、SIRIUS による測光観測を 3 日、SIRPOL による偏光観測を 3 日行った。3 月 13 日と 15 日の観測は、RXTE 衛星と X 線・近赤外線同時観測である (5.2節)。観測時の典型的なシーイングサイズは、1.1.4 である。

観測は 1 フレーム 15 s の積分を、ディザリング半径が 15'' の 10 ディザリングで行った。観測の最初と最後にフラットフレーム用に薄明を観測し、観測の最後にダークフレームを取得した。フラットフレームは検出器の感度ムラを補正するために、ダークフレームは暗電流を引き算するために使用する。SIRPOLの偏光観測モードは、LP モードである。

図 5.1、図 5.2に XSS J12270-4859 の finding chart と visibility plot を示す。Finding chart は目的天体の位置を周囲の天体から探すために使用した。Visibility plot は観測時における天体の高度、および観測可能時間、日の出・日の入時刻を調べるために使用した。



図 5.1 XSS J12270-4859 の J バンドに おける finding chart。montage (http://montage.ipac.caltech.edu/) より取得した 2MASS の画像。画像の中心に位置する天体が XSS J12270-4859 である。まわりの黄色い四角は、SIRIUS の視野 (7.7×7.7) を表している。

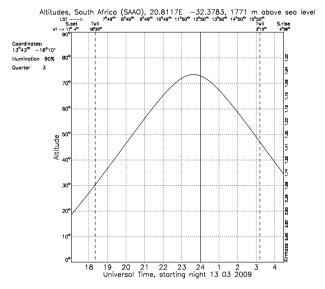


図 5.2 2009 年 3 月 13 日 に a ける SAAO での XSS J12270-4859 の visibility plot (http://catserver.ing.iac.es/staralt/index.php より取得)。 横軸は UT の時刻であり、縦軸は天体の高度。実線で描かれた曲線が、目的天体の高度の時間変化である。 破線の垂直線は薄明の時刻を示しており、x 軸の両端がそれぞれ日の入・日の出の時刻を示している。この天体は、この時期、一晩中観測可能であることが分かる。

5.4.2 データ処理

取得したデータのうち、質の高いもののみを使用する。フラットフレームは、1月の観測には1月の観測で得られたフラットフレームを、3月の観測には3月の観測で得られたフラットフレームをすべて足し合わせて作成した。だたし、測光観測と偏光観測のフラットフレームは別個のものとして扱った。

データ校正は、標準的なパイプラインプロセスを用い、各フレームごとに、(1) ダークの引き算、(2) フラット補正、(3) バッドピクセルの補正、(4) OH 夜光によるフリンジパターンの除去、(5) 検出器によるリセットアノマリーの除去、(6) スカイの引き算、を行った後で、(5) 枚のディザリングを足し合わせて、(5) 枚の画像とした。偏光観測では、各波長板回転角 (0.0, 45.0, 22.5, 67.5) の画像と、ストークスパラメーター (6) の画像を作成した。観測のログを表 (6) 5.4にまとめた。

観測装置 観測日(UT) 観測点 合計観測時間 (回) (ks)SIRIUS 2009-01-15 0.9 5 2009-01-16 3 0.5 2009-01-17 4 0.6 2009-01-18 4 0.6 2009-01-19 4 0.6 2009-01-20 4 0.6 2009-01-22 3 0.5**SIRIUS** 2009-03-11 27 4.1 2009-03-13 96 14.42009-03-17 133 20.0 SIRPOL 2009-03-14 7 4.22009-03-15 14 8.4

14

8.4

2009-03-16

表 5.4 IRSF 望遠鏡の観測ログ

第6章

解析と結果

本章では、それぞれの観測で得られたデータの解析方法と、それから得られた結果について述べる*1。

Contents

6.1	X 線衛星すざく 58	_
	6.1.1 光度曲線解析 59	
	6.1.2 周期解析	
	6.1.3 スペクトル解析 62	
	6.1.4 二色図解析	
6.2	X 線衛星 RXTE	
	6.2.1 光度曲線解析	
	6.2.2 スペクトル解析 65	
6.3	X 線衛星 Swift	
	6.3.1 光度曲線解析 69	
6.4	近赤外線望遠鏡 IRSF	
	6.4.1 光度曲線解析 71	
	6.4.2 偏光解析	

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

第6章 解析と結果

6.1 X線衛星すざく

解析には、XIS と HXD PIN によって得られたデータを用いた。図 6.1は、0.2–12 keV の XIS イメージである。3 台の XIS (XIS 0,1,3) をすべて足し合わせた。以後の XIS の解析では、天体からのイベントとして、天体の中心から半径 2.95 の円内に含まれるものを使用する。この半径では、点源と見なせる天体からの放射の 90% 以上が含まれる。バックグラウンドとして、円と同心の内径 4'、外径 7' の円環に含まれるイベントを使用した。XIS の応答関数は、xisrmfgen および、xissimarfgen (Ishisaki et al. 2007) を用いて作成した。

PIN の解析では、PIN は非撮像型の装置であるため、PIN で検出されたすべてのイベントを天体からの信号として扱った。PIN のバックグラウンドとして、検出器に起因する非 X 線バックグラウンド (Non-X-ray Background, NXB) と、宇宙 X 線背景放射 (Cosmic X-ray Background, CXB) が考えられる。NXB は、検出器チームが配布しているバックグラウンドファイルを使用した (Fukazawa et al. 2009)。一方、CXB は、HEAO-1 衛星によって得られた CXB のスペクトル (Boldt 1987) に PIN の応答関数を畳み込んで作成した。PIN の応答関数は、検出器チームが配布しているものを使用した。PIN の視野内に含まれる硬 X 線天体を INTEGRAL 衛星カタログ (version 30; Bird et al. 2007; Bird et al. 2010) を用いて調査した結果、目的天体である XSS J12270-4859 以外の天体による影響はないことが分かった。

以下では、XIS による時間解析の結果と、XIS と PIN によるスペクトル解析の結果を述べる。

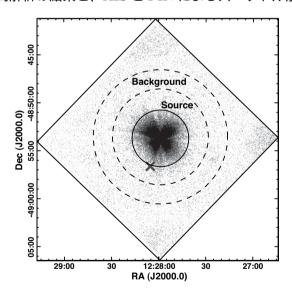


図 6.1 すざく衛星によって得られた XIS の 0.2–12 keV イメージ (カウントに対し対数表示)。3 台の XIS イメージを足している。横軸は赤経で、縦軸は赤緯 (2000 年分点)。菱形の実線で縁取りされている部分が XIS の視野を表している。視野の中心に位置する天体が XSS J12270–4859 である。 SIMBAD データベースによると、目的天体の近傍に暗い ROSAT 天体 1RXS J122805.3–485639 が存在する (灰色のバツ印の位置)。しかし、すざく衛星の観測では、その存在を確認できない。実線で示された円の領域から得られた信号を天体からのイベントとし、鎖線で示された円環の領域から得られた信号をバックグラウンドとした。3 台の XIS を足しているため、3 つの角には校正線源である 55 Fe が見えている。

6.1 X 線衛星すざく 59

6.1.1 光度曲線解析

図 6.2は、XIS により得られた 0.2—12 keV におけるライトカーブである。カウントレート (Count Rate, CR) と、メジアンエネルギー (Median Energy, ME) の時間変動を示してある。カウントレートは バックグラウンドを差し引いているが、メジアンエネルギーはバックグラウンドを含めたままである。メジアンエネルギーとは、ある時間ビンで検出した光子をエネルギー順に並べた時に、そのメジアンのエネルギーを代表値として採用する解析手法である (Hong et al. 2004)。メジアンエネルギーはスペクトルの硬さを表していて、X 線天文学で慣例的に用いられているハードネス比 (Hardness Ratio, HR) が、光子統計が少なくて使えない場合にも使用することが可能である。

天体は、観測時間のうち約 1/3 が地球の蝕となって隠れてしまうため、ライトカーブはいくつかの途切れ途切れの部分に分かれてしまう。この分かれている部分を "interval" と呼ぶことにする。

ライトカーブを見ると、カウントレートはときおり増減光を繰り返しており、またメジアンエネルギーはときおり大きくなっていることが分かる。ここでは、以下の方法を用いて、カウントレートが減少している時間帯 (以後、"dip" と呼ぶ)、カウントレートが増加している時間帯 ("flare")、メジアンエネルギーが大きくなっている時間帯 ("hard" phase) を定義する。

まず、ベイズ統計を用いた手法 (Bayesian blocks method, BB; Scargle 1998) により、ライトカーブを直線で表すことができると見なせる部分に分ける。この手法により、直線の定数値が変化する点を見つけ出す。分けられた部分を "segment" と呼ぶ。

次に、カウントレートとメジアンエネルギーの interval が segment に分けられていない部分 (図 6.2の灰色の部分) を基準にして、平均値 m とその標準偏差 σ を求める。計算の結果、得られた値はカウントレートに対して、m=0.67、 $\sigma=0.22~{\rm s}^{-1}$ であり、メジアンエネルギーに対して、m=1.94、 $\sigma=0.17~{\rm keV}$ である。

最後に、これらの値を各 segment に適用して、dip, flare, hard phase を定量的に定義する。Dip は、カウントレートが平均値よりも 2σ 以上小さい値を持つ segment と定義する。Flare は、カウントレートが平均値よりも 2σ 以上大きい値を持つ segment と定義する。Hard phase は、メジアンエネルギーが平均値よりも 2σ 以上大きい値を持つ segment と定義する。カウントレートについて、dip にも flare にも含まれない segment を "quiescence" と定義する。一方、メジアンエネルギーについて、hard phase ではない segment を "normal" phase と定義する。

以上の定量化の結果、dip は 15 segment あり、合計観測時間は 4.2 ks である。Flare は 11 segment あり、合計観測時間は 2.5 ks である。Hard phase は 6 segment あり、合計観測時間は 2.5 ks である。Dip には周期性が見られない。Flare は、flare が全く見られない時間帯と、局在的に繰り返し生じている時間帯があることから、この天体には、活動的な状態と静穏的な状態の二つの状態があることが示唆される。いくつかの flare の後に、hard phase が現れている。

さらに、低エネルギー側と高エネルギー側のライトカーブの振る舞いの違いを調べるために、 $0.2-10~{
m keV}$ 、 $0.2-2~{
m keV}$ 、 $2-10~{
m keV}$ の $3~{
m DOT}$ つのエネルギー帯に分けてライトカーブを作成した (図 6.3)。

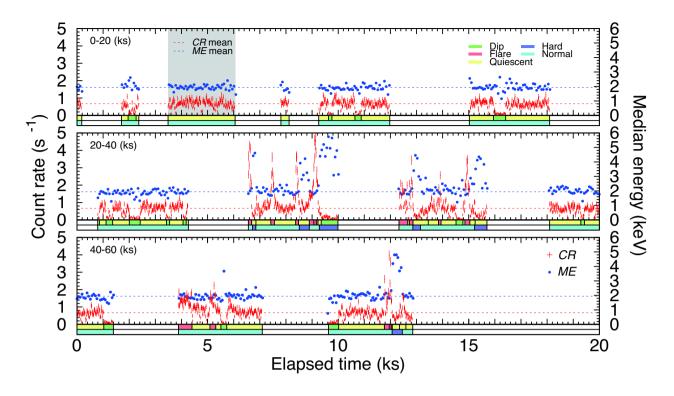


図 6.2 すざく衛星によって得られた 0.2–12 keV におけるライトカーブ。3 台の XIS を足している。20 ks ごとに分けて、上から順に表示している。赤色はカウントレートを表し、青色はメジアンエネルギーを表している。時刻の原点は、すざく衛星の観測開始時刻であり、HJD (Heliocentric Julian Day) で 2454687.47500 d である。カウントレートは 1 ビンあたり 16 s であり、メジアンエネルギーは 64 s である。エラーはポアソン分布を仮定し、 1σ の値を付けている。図中の灰色の部分を元に、カウントレートとメジアンエネルギーの平均値と標準偏差を計算した。点線で示された横線は、カウントレートとメジアンエネルギーの平均値を示している。それぞれのライトカーブのパネルの下にある色の付いた棒線は、我々の定義する状態である (カウントレートの場合には、dip, flare, quiescence、メジアンエネルギーの場合には、hard, normal phase)。

6.1.2 周期解析

Butters et al. (2008) で報告されている 860 s の周期を探査するために、カウントレートに対して周期解析を行った。すざく衛星の観測データは、衛星が地球の陰に隠されてしまい、とびとびのデータとなる。そのため、等間隔に並んだ 2^n 個 (ここで n は任意の整数値)を扱う FFT (Fast Fourier Transform)によるパワースペクトルは、すざく衛星の観測データには不適である。よって、周期を探査するために、generalised Lomb-Scargle 法 (GLS; Zechmeister & Kürster 2009)による periodogram を用いた。GLSは、非等間隔に並んだデータを扱うことが可能で、また、カウントレートのエラーを含めて periodogram を計算することができる。

図 6.4は、図 6.2の quiescence 部分のみを使用し、GLS によって得られた periodogram である。ナイキスト周波数まで計算を行った。Periodogram を見ると、赤色雑音のパワーが強いことが分かる。そこで、赤色雑音に対する有意度を調べるために、現象論的に指数関数でフィットを行う方法 (Vaughan

6.1 X 線衛星すざく 61

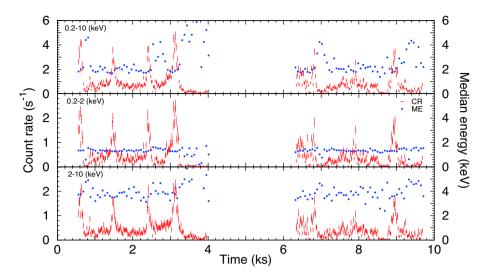


図 6.3 すざく衛星によって得られたエネルギーバンドごとのライトカーブ。エネルギーバンドは、上から順に $0.2-10~{\rm keV}$ 、 $0.2-2~{\rm keV}$ 、 $2-10~{\rm keV}$ である。記号は図 6.2と同様である。ライトカーブを表示している時間は、図 6.2の $26-36~{\rm ks}$ 部分。

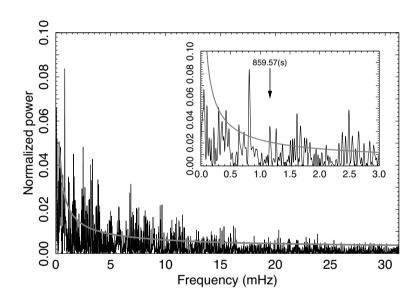


図 6.4 すざく衛星によって得られた periodogram。 XIS で得られた 0.2–12 keV のカウントレートライトカーブのうち、quiescence 部分のみを使用した。横軸は周波数で、縦軸は規格化されたパワーである。パワーのうち、 ~ 0.002 は、白色雑音に起因するものである。赤色雑音に対して 1σ の有意度を持つパワーを、灰色の実線で示した。挿入図は、周波数 0–3 mHz 部分の拡大図である。Butters et al. (2008) で報告されている、860 s の周期に対応する周波数が矢印で示してある。

2005)を用いた。その結果、有意度が 3σ を超える周波数は見つからなかった。一番パワーの大きい周波数 (\sim 0.81 mHz) でも、その有意度は 2σ より少し大きい程度である。この有意度は、有意な検出度ではないといえる。また、 $860~{\rm s}$ の周期は見つからなかった。

同様に、観測全体、dip のみ、dip と quiescence のみ、flare のみのライトカーブに対して周期解析を 行ったが、いずれの場合でも、有意な周期は発見できなかった。

6.1.3 スペクトル解析

図 6.5は、XIS (0.2-12 keV) と HXD PIN (15-70 keV) のスペクトルである。(a) すべて、(b) dip、(c) flare、(d) hard phase の観測時間を使用して、それぞれスペクトルを作成した。

いずれのスペクトルでも、電離度の異なる鉄 $K\alpha$ 輝線 $(6.4~{\rm keV}$ の準中性鉄輝線、 $6.7~{\rm keV}$ の ${\rm He\textsc{-like}}$ 鉄輝線、 $7.0~{\rm keV}$ の ${\rm H\textsc{-like}}$ 鉄輝線、 $7.0~{\rm keV}$ の ${\rm H\textsc{-like}}$ 鉄輝線、 $7.0~{\rm keV}$ の ${\rm H\textsc{-like}}$ 鉄輝線)などの輝線は目立っていない。そこで、星間吸収 $({\rm tbabs}; {\rm Wilms} \ {\rm et\ al.}$ 2000)を考慮したベキ型関数 $({\rm powerlaw})$ および、光学的に薄い熱制動放射 $({\rm bremss})$ モデルを仮定して、 ${\rm XIS}$ と ${\rm PIN}$ の同時フィットを行った。フィッティングの結果を表 6.1および表 6.2にまとめた。熱制動放射モデルの場合、 ${\rm dip}$ と ${\rm hard}$ ${\rm phase}$ ではパラメーターの値が制限できなかったので、表への掲載を割愛した。

 $6.5~{
m keV}$ および $7.0~{
m keV}$ に輝線らしい構造が見られたので、スペクトルにガウシアンを追加してみた。モデルを追加することが妥当かどうか、F 検定を用いて評価したところ、90% 以上の有意度で妥当ではないことが分かった。そのため、これらは有意ではないと考えられる。

さらに、すべての観測時間を使用したスペクトルに対して、プラズマモデル (apec) を仮定してスペクトルフィットを行い、鉄の存在量を見積もった。その結果、 $[{\rm Fe/H}] < 0.14$ であった。

状態	$N_{ m H}$	Γ	$F_{ m X}$	$\text{Re-}\chi^2 \text{ (dof)}$
すべて	$1.0^{+0.1}_{-0.1}$	$1.53^{+0.02}_{-0.02}$	$1.82^{+0.02}_{-0.02}$	0.99 (1244)
Dip	< 0.3	$1.32^{+0.09}_{-0.07}$	$0.37^{+0.03}_{-0.02}$	1.12 (98)
Flare .	$1.2^{+0.2}_{-0.2}$	$1.62^{+0.04}_{-0.04}$	$4.54^{+0.11}_{-0.11}$	0.90 (603)
Hard .	$2.9_{-1.3}^{+1.3}$	$0.64^{+0.10}_{-0.10}$	$1.70^{+0.27}_{-0.27}$	1.28 (141)

表 6.1 すざく衛星によるスペクトルフィットのパラメーター (ベキ型関数モデル)*

表 6.2 すざく衛星によるスペクトルフィットのパラメーター (熱制動放射モデル)*

状態	$N_{ m H}$	$k_{\rm B}T$	$F_{ m X}$	$\text{Re-}\chi^2 \text{ (dof)}$
すべて	$0.6^{+0.1}_{-0.6}$	$16.4^{+1.0}_{-0.9}$	$1.77^{+0.11}_{-0.10}$	1.00 (1244)
Flare .	$0.6^{+0.1}_{-0.6}$	$11.6^{+1.1}_{-1.0}$	$4.37^{+0.41}_{-0.38}$	0.93 (603)

^{*} 記号の意味は、図 6.1と同様である。ただし、 $k_{\rm B}T$ は制動放射の温度であり、単位は ${
m keV}$ 。

^{*} 記号の意味は次の通りである。 $N_{\rm H}$ は星間吸収量を表す水素柱密度であり、単位は $10^{21}~{
m cm}^{-2}$ 。 Γ はベキ型関数の光子指数である。 $F_{\rm X}$ は 0.2– $12~{
m keV}$ におけるフラックスであり、単位は $10^{-11}~{
m erg\,s}^{-1}~{
m cm}^{-2}$ 。 ${
m Re-}\chi^2$ は reduced カイ二乗であり、モデルがデータを再現している度合いを表す。dof は自由度 (degree of freedom) である。エラーはすべて、90% の不確定性を表している。

6.1 X 線衛星すざく 63

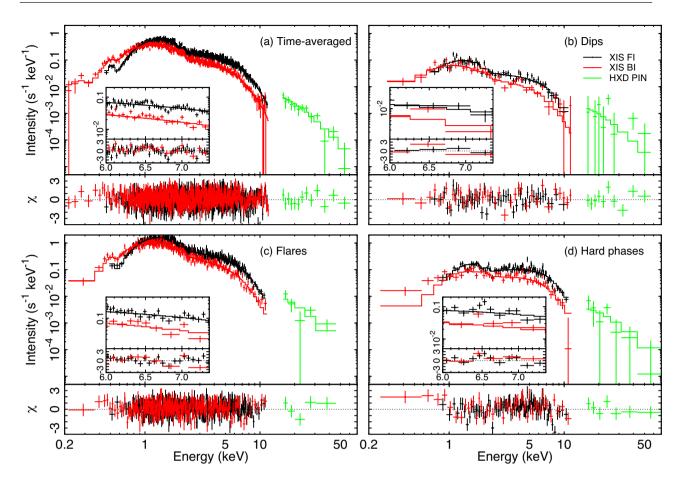


図 6.5 すざく衛星によって得られた 0.2–70 keV の広帯域スペクトル。バックグラウンドは引いてある。(a) 観測時間全体、(b) dip、(c) flare、(d) hard phase のそれぞれに対してスペクトルを示した。上段のパネルは、データ (十字) とモデル (実線) を示している。下段のパネルは、モデルのデータからの残差である。挿入図は、鉄 $K\alpha$ 輝線の存在を確認するための、6.0–7.4 keV の拡大図である。

6.1.4 二色図解析

図 6.6にバックグラウンドを引いた 0.2–12 keV における二色図を示す。二色図を作成するために、quantile の解析法 (Hong et al. 2004) を用いており、その利点はメジアンエネルギーと同様である。Quantile Q_x を、 $Q_x = (E_x - E_{\min})/(E_{\max} - E_{\min})$ で定義する。ここで、 E_x はある時間ビンで検出した光子をエネルギー順に並べた時に、その x% 目の光子のエネルギーを表している。例えば、 E_{50} はメジアンエネルギーを表す。 E_{\min} 、 E_{\max} はそれぞれ使用するエネルギー帯の最小値、最大値であり、今の場合、0.2、12 keV となる。

二色図には、右上に伸びるものと、左上に伸びるものの、2 つの枝が見れ取れる。Flare の状態は局在化しているのに対し、dip の状態は2 つの枝に分布している。これらの変動が何に起因するものかを調べるために、星間吸収 (tbabs) を考慮したベキ型関数 (powerlaw) を仮定し、様々なパラメーターに対して Xspec (Arnaud 1996) を用いてシミュレーションを行い、二色図上にプロットした。その結果、右上に伸びるものは星間吸収が大きくなることに起因するものであり、左上に伸びるものはベキ型関数のベキが

ソフトになることに起因するものであることが分かった。

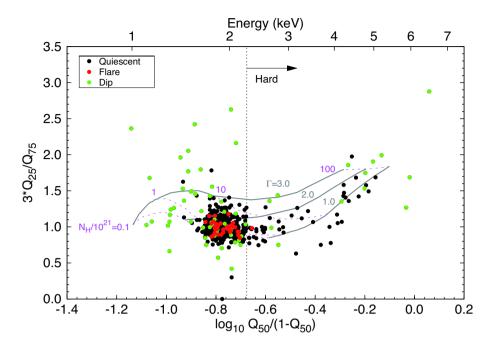


図 6.6 すざく衛星によって得られた 0.2–12 keV の quantile 二色図。バックグラウンドは引いてある。横軸は $\log_{10}Q_{50}/(1-Q_{50})$ であり、縦軸は $3\times Q_{25}/Q_{75}$ である。横軸の値に対応するエネルギーを上の横軸に示してある。黒、赤、緑の点はそれぞれ、quiescence、flare、dip のデータ点を表している。典型的に hard phase と分類されるエネルギー $(2.26~{\rm keV})$ を垂直な点線で示している。灰色の実線と紫色の点線は、シミュレーションによって得られたものであり、それぞれ仮定したベキ型関数のベキ (Γ) と星間柱密度 $(N_{\rm H})$ を数字で記してある。

6.2 X 線衛星 RXTE **65**

6.2 X線衛星RXTE

解析には、PCA の 5 台の PCU のうち、PCU 2 の一番上の Xe 層で得られたデータを用いた。時間解析では、S/N 比がよくなるように 2-10~keV のイベントのみを使用した。一方、スペクトル解析では、3-15~keV のイベントを使用した。バックグラウンドは pcabackest を用いて作成し、検出器の応答関数は pcarsp を用いて作成した。

以下では、2007 年に取得されたデータについては、スペクトルはすでに Butters et al. (2008) によって示されているため、時間解析の結果のみを述べる。2009 年に取得したデータについては、時間解析とスペクトル解析の結果を述べる。

6.2.1 光度曲線解析

図 6.7、図 6.8b、図 6.9b は、バックグラウンドを引いたカウントレートとメジアンエネルギーである。図 6.7は 2007 年 11 月 28 日の観測によって、図 6.8b は 2009 年 3 月 13 日の観測によって、図 6.9b は 2009 年 3 月 15 日の観測によって、それぞれ得られたものである。2009 年 3 月の観測は、両日とも近赤外線観測と同時観測である (6.4節)。

ライトカーブを見ると、すざく衛星で得られたような時間変動を示していることが分かる。そこで、すざく衛星で得られたデータに対して行った、光度曲線解析 (6.1.1 fi) と同様に dip , flare, hard phase を定量的に定義する。まず、2007 年の観測に対して、図 6.7の灰色の部分を元に、カウントレートとメジアンエネルギーの平均値 m と標準偏差 σ を計算した。その結果、カウントレートでは、m=1.17、 $\sigma=0.37~\mathrm{s}^{-1}$ 、メジアンエネルギーでは、m=4.27、 $\sigma=0.26~\mathrm{keV}$ であった。次に、2009 年の観測に対して、図 $6.8\mathrm{b}$ の一番目の interval を用いて平均値と標準偏差を計算したところ、カウントレートでは m=1.07、 $\sigma=0.37$ であり、メジアンエネルギーでは m=4.34、 $\sigma=0.39$ であった。これは 2007 年のデータから求めた値と大きな違いはない。よって、カウントレートとメジアンエネルギーの平均値、標準偏差として、2007 年のデータから求めた値を使用する。

以上の平均値と標準偏差を用いて定量化を行ったところ、2007年の観測では、Dip は 4 segment あり、合計観測時間は 1.9 ks である。Flare は 6 segment あり、合計観測時間は 1.8 ks である。Hard phase は 1 segment あり、合計観測時間は 0.8 ks である。一方、2009年の観測では、dip と hard phase はなかった。Flare は二日間の観測で 8 segment あり、合計観測時間は 5.6 ks である。

図 6.7、図 6.8b のライトカーブと、図 6.9b のライトカーブを比較すると、前者の flare の持続時間は $\sim\!250$ s と短時間なのに対し、後者の flare の持続時間は $\sim\!1500$ s と長い。すざく衛星で発見した flare (図 6.2) は、その持続時間の短さから、前者に属するものと考えられる。つまり、今回の RXTE 衛星による観測によって、新たな flare の状態を発見したといえる。以後では、継続時間の短い flare を "short flare"、長い flare を "long flare" と呼ぶことにする。

6.2.2 スペクトル解析

図 6.10は、2009 年の観測で得られた、PCA による 3-15 keV のスペクトルである。すべての観測時間、 \log flare の時間帯のみ、short flare の時間帯のみのデータを使用して、それぞれについてスペクト

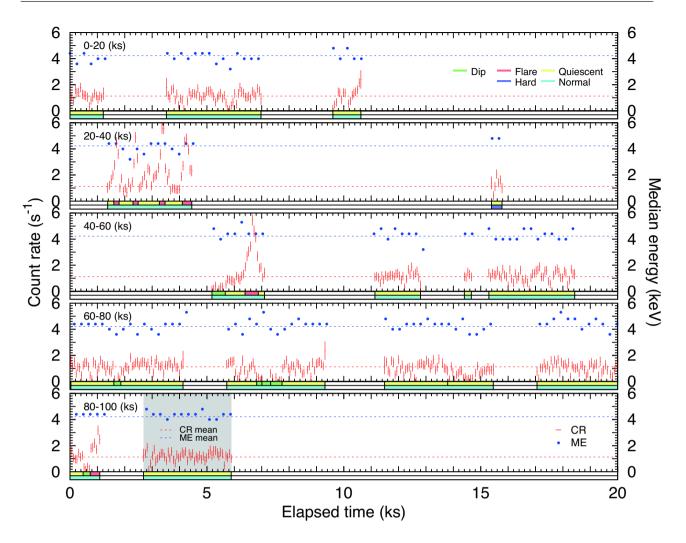


図 6.7 RXTE 衛星によって得られた 2-10 keV におけるライトカーブ。観測日は 2007 年 11 月 28 日。記号の意味は、図 6.2と同じである。時刻の原点は、RXTE 衛星の観測開始時刻であり、HJD で 2454433.17283 d である。カウントレートは 1 ピンあたり 64 s であり、メジアンエネルギーは 256 s である。flare は、その継続時間の短さから、すべて short flare であると考えられる。

ルを作成した。

いずれのスペクトルでも、すざく衛星による観測 $(6.1.3\mathfrak{m})$ と同様、目立った輝線は確認できない。そのため、星間吸収を考慮したベキ型関数でスペクトルフィットを行った。ただし、RXTE 衛星は 2 keV 以上に感度を持ち、このエネルギー帯域では星間吸収を見積もることが難しいため、すざく衛星の観測によって得られた水素柱密度の値 $(N_{\rm H}=1\times10^{21}~{\rm cm}^{-2};$ 表 6.1) に固定した。フィッティングの結果を表 6.3にまとめた。

6.2 X 線衛星 RXTE **67**

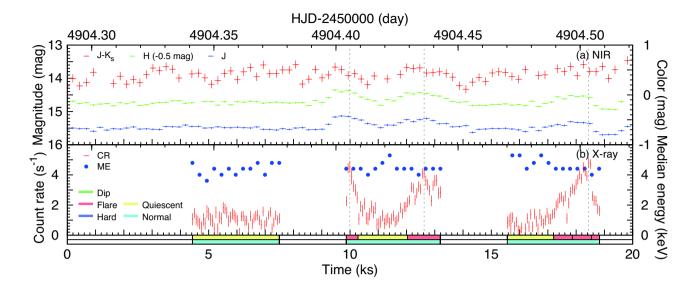


図 6.8 RXTE 衛星と IRSF 望遠鏡によって得られた X 線・近赤外線同時観測ライトカーブ。観測日は 2009 年 3 月 13 日。(a) 近赤外線のライトカーブ。青色は J バンドの等級、緑色は H バンドの等級、赤色は $J-K_s$ のカラーである。H バンドの等級は、見やすいように -0.5 等級ずらしている。 SIRIUS を用いて取得したデータであり、1 ビンあたりの時間は典型的に $\sim\!230$ s である。(b) X 線のライトカーブ。記号の意味は、図 6.2と同じである。時刻の原点は、HJD で 2454904.29000 d である。X 線の flare が最大値を取る時間を、垂直の鎖線で示した。flare は、その継続時間の長さから、すべて long flare であると考えられる。X 線の増光に同期して、近赤外線でも増光することが分かる。

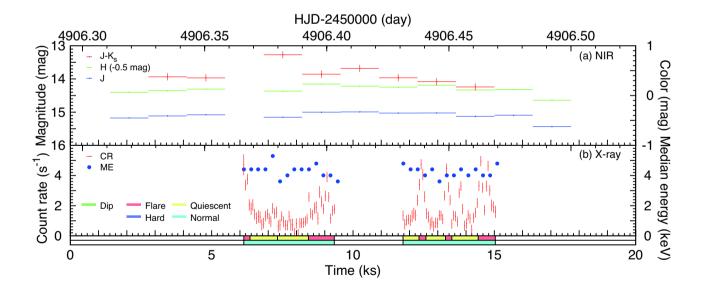


図 6.9 RXTE 衛星と IRSF 望遠鏡によって得られた X 線・近赤外線同時観測ライトカーブ。観測日は 2009 年 3 月 15 日。記号の意味は、図 6.9と同じである。SIRPOL を用いて取得したデータであり、1 ビンあたりの時間は典型的に $\sim \! 1355 \mathrm{\ s}$ である。時刻の原点は、HJD で $2454906.29500 \mathrm{\ d}$ である。flare は、その継続時間の短さから、すべて short flare であると考えられる。

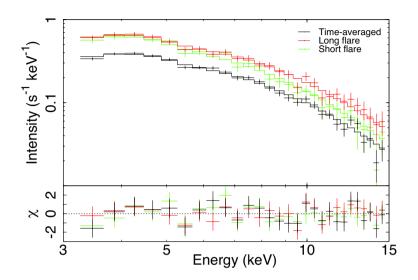


図 6.10 RXTE 衛星によって得られた 3-15 keV のスペクトル。バックグラウンドは引いてある。上段のパネルは、データ (十字) とモデル (実線) を示している。下段のパネルは、モデルのデータからの残差である。黒色は 2009 年 3 月 13 日と 15 日のすべてのデータを足したものである。赤色は 2009 年 3 月 15 日に発生した継続時間の長い flare の時間帯のみのデータである。緑色は 2009 年 3 月 13 日に発生した継続時間の短い flare の時間帯のみのデータである。

表 6.3 RXTE 衛星によるスペクトルフィットのパラメーター*

状態	Γ	$F_{ m X}$	$\text{Re-}\chi^2 \text{ (dof)}$
時間平均	$1.77_{-0.06}^{+0.06}$	$2.52^{+0.06}_{-0.06}$	0.90(26)
Long flare	$1.67^{+0.09}_{-0.09}$	$4.18^{+0.15}_{-0.15}$	0.48(26)
Short flare	$1.91^{+0.11}_{-0.11}$	$3.65^{+0.16}_{-0.16}$	0.77(26)

^{*} 星間吸収量を表す水素柱密度は $1\times10^{21}~{
m cm}^{-2}$ に固定した。記号の意味は、図 6.1と同様である。ただし、 $F_{
m X}$ は 3– $15~{
m keV}$ におけるフラックスであり、単位は $10^{-11}~{
m erg\,s}^{-1}~{
m cm}^{-2}$ 。

6.3 X 線衛星 Swift 69

6.3 X線衛星 Swift

解析には、XRT によって得られたデータを用いた。XRT で得られた画像において、XSS J12270-4859 の中心位置を xrtcentroid を用いて決定した。天体からのイベントとして、この中心位置を中心とする 半径 47.11 (20 pixel) の円内に含まれるイベントを使用した。この半径では、点源から放射される $1.5~{\rm keV}$ のエネルギーを持つ光子が 90% 含まれる。バックグラウンドは、円と同心の内径 94.13 ($40~{\rm pixel}$)、外径 176.18 ($75~{\rm pixel}$) の円環に含まれるイベントを使用した。以下では、XRT による周期解析の結果を述べる。

6.3.1 光度曲線解析

0.2— $10~{\rm keV}$ のカウントレートライトカーブを作成したところ、増光している時間帯が存在していることが分かった。 ${\rm Swift}$ 衛星の ${\rm XRT}$ は、カウントレートの値が $0.6~{\rm s}^{-1}$ を超えると、パイルアップの影響が無視できなくなる。そのため、パイルアップしていると考えられる時間帯に対して、以下で示す方法 (Pagani et al. 2006)を用いてパイルアップ補正を行った。まず、パイルアップしている領域を見積もる。 ${\rm Swift}$ 衛星の ${\rm PSF}$ は、 ${\rm King}$ 関数を用いて、 ${\rm PSF}(r) = \left[1+(r/r_c)^2\right]^{-b}$ で表すことができる (Moretti et al. 2005)。ここで、 $r_c\sim 5.8$ 、 $b\sim 1.55$ である。実際のデータを用いて ${\rm PSF}$ を作成したところ、中心から半径 7.11 (3 pixel)の円内でパイルアップが生じていることが分かった。そのため、天体の中心から半径 7.11 の円を切り抜いた。次に、円を切り抜いたことによるフラックスの減少を見積もり、補正係数を導出する。中心部分を切り抜いたイベントと、切り抜いていないイベントに対して ${\rm xrtmkarf}$ を用いて ${\rm ARF}$ を作成する。この ${\rm ARF}$ を用い、両者のイベントを、同一モデルを仮定したスペクトルフィットを行い、フラックスを計算する。そのフラックスの比が、中心部分を切り取ったことによるフラックスの減少を補正する係数だと見なす。最後に、中心部分を切り取った時間帯に対して、得られたカウントレートを補正係数倍することにより、パイルアップの影響を補正する。

図 6.11は、パイルアップ補正をし、バックグラウンドを引いたライトカーブである。一番目と二番目の interval を用いて平均値 m と標準偏差 σ を計算すると、カウントレートでは、m=0.26、 $\sigma=0.06~{\rm s}^{-1}$ であり、メジアンエネルギーでは、m=1.49、 $\sigma=0.21~{\rm keV}$ であった。

Swift 衛星によって得られたライトカーブは、一つ interval の観測時間が非常に短い。そのため、すざく衛星や RXTE 衛星の場合のように、ベイズ統計を用いて interval を segment に分割し、dip、flare、hard phase を定量的に求めることはしない。しかし、観測時間が 54 ks のあたりに flare に似た構造が、48.5、70.5、75.5、811 ks のあたりに hard phase に似た構造が見て取れる。

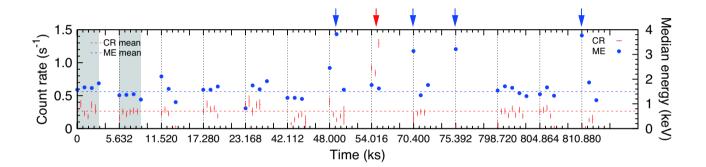


図 6.11 Swift 衛星によって得られた 0.2–10 keV におけるライトカーブ。記号の意味は、図 6.2と同じである。時刻の原点は、Swift 衛星の観測開始時刻であり、HJD で 2453628.51409 d である。カウントレートは 1 ビンあたり 128 s であり、メジアンエネルギーは 256 s である。Swift 衛星の観測は連続したライトカーブを得ることができないので、横軸は時刻を狭めて表示している。黒色の垂直の点線は、各 interval の開始時刻を示している。図上端の矢印は、flare (赤色) および hard phase (青色) に似た構造を示している。

6.4 近赤外線望遠鏡 IRSF

ライトカーブを作成するために、SIRIUS によって得られた画像、および SIRPOL によって得られたストークスパラメーター I の画像を用いた。一方、偏光度の測定には、SIRPOL によって得られた各波長板回転角 (0.0, 45.0, 22.5, 67.5) の画像を用いた。

パイプラインによって出力された画像に、視野内の 2MASS 天体 $(Skrutskie\ et\ al.\ 2006)$ を用いて座標の埋め込みを行った。

6.4.1 光度曲線解析

ライトカーブを作成するために、まず、半径 2."72 の円を用いて開口測光を行った。バックグラウンドは、開口測光の円と同心を持つ内径 4."53、外径 9."05 の円環より取得した。

次に、ここで得られる等級は絶対値が正しくないので、視野内にある 2MASS 天体を使用して相対測光を行った。使用する 2MASS 天体の明るさは、J バンドで 12.0-15.5 mag 、H バンドで 12.0-15.0 mag 、 K_{s} バンドで 12.0-14.0 mag である。さらに、相対測光の精度をよくするために、2MASS による等級の誤差が 0.05 mag 以下のもの、フラッグ* 2 が JHK_{s} =AAA の天体のみを使用した。その結果、28 天体が選ばれた。

最後に、測光のエラーを見積もるために、目的天体 XSS J12270-4859 と同程度の明るさを持つ 9 天体の測光を行った。エラーは、これら 9 天体は時間変動がないと仮定し、それぞれ天体の等級の平均値と標準偏差を計算し、その標準偏差のメジアンを典型的なエラーとした。

以上の結果得られたライトカーブが図 6.8a、図 6.9a、図 6.12である。それぞれ、2009 年 3 月 13 日 (SIRIUS)、15 日 (SIRPOL)、17 日 (SIRIUS) の観測によって得られたデータを使用した。13 日と 15 日 の観測は、X 線観測と同時観測である (6.2節)。

ライトカーブを見ると、2 種類の近赤外線変動を示していることが分かる。一つ目は、X 線増光に同期して、近赤外線でも増光していることである (図 6.8)。特に、J、H、 K_s バンドのいずれでも、0.3—0.5 mag ほど増光している。二つ目は、例えば J バンドでは、明るさが ~ 15.5 mag の状態と ~ 15.0 mag の状態が存在することである。J バンドの等級が、図 6.8a と、図 6.12の前半を見ると ~ 15.5 mag なのに対し、図 6.9a と、図 6.12の後半を見ると 0.5 mag ほど明るい ~ 15.0 mag になっていることが分かる。

6.4.2 偏光解析

偏光度を調べるために、まず、各波長板回転角 (0.90, 45.9, 22.5, 67.5) の画像に対し、6.4.1節と同様の開口測光を行った。次に、同様に視野内の参照する 2MASS 天体を 28 天体使用し、相対測光を行い、各波長板回転角ごとのずれを補正した。ここで、2MASS 天体は偏光を示さないと仮定した。相対測光によって得られた等級をインテンシティーに換算し、4.4.3節で示した方程式を用いて、ストークスパラメーターの I, Q, U を計算した。そして最後に、ストークスパラメーターより偏光度 P を求めた。

偏光度のずれを補正するために、測光観測の場合と同様に、XSS J12270-4859 と同程度の明るさの 9

 $^{^{*2}}$ 天体が、あるバンドにおける検出の S/N 比が 10σ 以上で、かつ等級の誤差が $0.10857~\mathrm{mag}$ 以下である場合に、そのバンド に対してフラッグ A が付けられる。

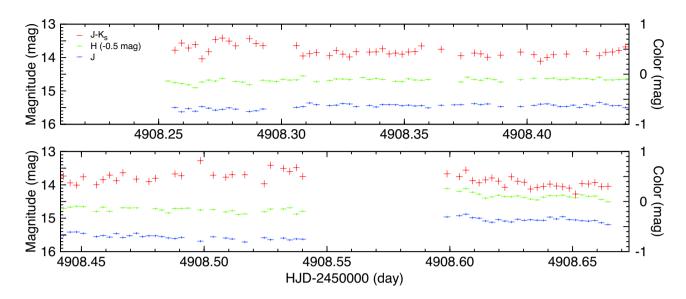


図 6.12 IRSF 望遠鏡によって得られたライトカーブ。観測日は 2009 年 3 月 17 日。記号の意味は、図 6.8と同じである。SIRIUS を用いて取得したデータであり、1 ビンあたりの時間は典型的に $\sim\!230~\mathrm{s}$ である。

天体に対し Q/I、U/I を計算し、Q/I-U/I 平面の原点からのずれをオフセットとして差し引いた。また、偏光度のエラーを見積もるために、同じ 9 天体を用いてオフセットを補正した偏光度を求め、それらの標準偏差を典型的なエラーとした。その結果、すべての画像を足し合わせた場合、XSS J12270-4859 の偏光度は、J バンドで $7.9\pm2.3\%$ 、H バンドで $1.7\pm2.1\%$ 、 $K_{\rm s}$ バンドで $4.4\pm9.9\%$ であった (エラーは 1σ)。これらは有意な偏光を検出したとはいえない。

第7章

議論

本章では、6章で述べた解析結果を元に議論を行う。まず始めに、7.1節で、現在までの研究によって分かっていたこと (3章)、および本研究によって分かったこと (6章) を整理する。次に、7.2節で、様々な X線連星系 (2章) と XSS J12270-4859 の観測的特徴を比較する。そして、7.3節で天体までの距離と X線光度を概算し、7.4節で天体の正体について議論を行う。最後に、7.5節で天体の放射機構に関してモデルを提唱する。

Contents

7.1	観測事	事実の整理	7 5
	7.1.1	現在までの研究で分かっていたこと	75
	7.1.2	本研究で新たに分かったこと	75
7.2	様々な	よ天体種族との比較	76
	7.2.1	HMXB	76
	7.2.2	Z source	78
	7.2.3	Atoll source	78
	7.2.4	I型バースト	79
	7.2.5	II 型バースト	80
	7.2.6	マイクロクェーサー	80
	7.2.7	新星	81
	7.2.8	····一 矮新星 · · · · · · · · · · · · · · · · · · ·	81
	7.2.9	新星状变光星	82
		IP	-
		Polar	83
		AM CVn 型星	83
		共生星	84
7.3		- 六王宝 - · · · · · · · · · · · · · · · · · ·	84
1.3			04
7.4	天体の	O正体	85
	7.4.1	IP の種族分類について	85
	7.4.2	天体の種族分類に関する考察・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・	86
7.5	放射機	養構の説明	88
	7.5.1	Spectral Energy Distribution	88
	7.5.2	放射モデル	89

74			角	有 7	章	議論
	7.5.3	未解決問題....................................			90	

7.1 観測事実の整理 **75**

7.1 観測事実の整理

まず始めに、現在までの研究で分かっていたこと、および本研究によって新しく分かったことをまとめる。

7.1.1 現在までの研究で分かっていたこと

以下の観測事実が、本研究以前に分かっていた。

- 20 keV 以上の硬 X 線を放射している (Bird et al. 2007; Bird et al. 2010)
- X 線で ~860 s の周期が存在する (Butters et al. 2008)
- X 線スペクトルに目立った輝線は存在しない (Butters et al. 2008)
- X 線スペクトルは、ベキ型関数または熱制動放射で説明できる (Butters et al. 2008)
- 可視スペクトルに、バルマー系列の輝線とヘリウムの輝線が存在する (Masetti et al. 2006)
- 可視光の輝線の赤方偏移は 0 である (Masetti et al. 2006)
- 観測時期によって、H α 輝線の等価幅が 2 倍程度異なる (Masetti et al. 2006; Pretorius 2009)
- 可視光の時間変動には、短時間で大きな振幅の増減光がある (Pretorius 2009)
- 可視光の時間変動には、増減光幅は同じだが、2種類の全く異なる振る舞いがある (Pretorius 2009)
- 可視光では ~860 s の周期は見つからない (Pretorius 2009)

7.1.2 本研究で新たに分かったこと

以下の観測事実が、本研究によって新たに分かった。

- X 線の時間変動には、周期性のない減光がある(6.1.1節、6.2.1節)
- X 線の時間変動には、継続時間が短時間 (~200 s) および長時間 (~1500 s) の増光がある (6.1.1節、6.2.1節、6.3.1節)
- X 線の時間変動には、いくつかの継続時間が短い X 線増光後にスペクトルがハードになる時間帯がある (6.1.1節、6.3.1節)
- X 線で ~860 s の周期は、X 線増光の影響によるものである (6.1.2節、6.2.1節)
- \bullet X 線スペクトルには、電離度の異なる鉄 $K\alpha$ 鉄輝線は存在しない $(6.1.3\mathfrak{p})$
- 継続維持間が長い X 線増光に同期して、近赤外線でも増光を示す (6.2.1節、6.4.1節、6.4.2節)
- 近赤外線等級には、 \sim 15.0 mag と \sim 15.5 mag (J バンド) の 2 種類の明るさがある (6.4.1節、 6.4.2節)
- 近赤外線領域で有意な偏光を検出できなかった(6.4.2節)

7.2 様々な天体種族との比較

次に、XSSJ12270-4859 の特徴を、様々な X 線連星系の特徴と比較する。比較すべき XSSJ12270-4859 の特徴は、以下の通りである。

- (1) 急な X 線増光を示す
- (2) 増光の継続時間が数百 s から数千 s 以下と短い
- (3) X 線増光が短時間で繰り返し生じる
- (4) X 線増光の後しばらくしてから X 線スペクトルがハードになる
- (5) カウント数がほぼゼロになるような急なX線減光を示す
- (6) X 線の時間変動が赤色雑音的である
- (7) X 線スペクトルがベキ型関数で説明することができる
- (8) X 線スペクトルに反射成分から放射される準中性鉄 $K\alpha$ 輝線 (6.4 keV) がない
- (9) X 線スペクトルに高温プラズマから放射される高階電離鉄 $K\alpha$ 輝線 (6.7, 7.0 keV) がない
- (10) 20 keV 以上の硬 X 線を放射している
- (11) X 線増光と同期して近赤外線でも増光を示す
- (12) 近赤外線領域で偏光を示さない
- (13) 可視スペクトルにバルマー系列やヘリウムの輝線が見える
- (14) 可視の時間変動が赤色雑音的である
- (15) 活動的状態と静穏的状態の状態遷移が見られる

これらの特徴を各比較種族ごとに 7.2.1節から 7.2.13節にまとめる (Lewin et al. 1995; Warner 1995; Hellier 2001; Lewin et al. 2006; Trümper et al. 2008)。その際、各項目の先頭に、XSS J12270-4859 の性質と同じであれば \bigcirc を、異なれば \times を、一部の場合に成り立てば \triangle を、不明であれば-をそれぞれ付する。また、XSS J12270-4859 で見つかった特徴と対応するかどうかのまとめを、表 7.1 に示す。

7.2.1 HMXB

- \triangle (1) 連星軌道が楕円軌道の場合、主星が伴星に近づいた時に、伴星からの質量降着率が増加するので、 X 線で明るくなることがある。
- × (2) 伴星に近づいている間は増光し続けるため、その継続時間はおよそ公転周期の半分以下であり、 長い。
- × (3) 公転周期の中で限られたフェイズでのみ増光するため、短時間で連続して生じることができない。
- × (4) 伴星からの質量降着率に依存して増光するため、増光の後にスペクトルがハードにならない。
- × (5) 主星が伴星に隠される蝕によって減光することはありうるが、蝕は伴星によって徐々に隠されるため、急に減光するわけではない。
- (6) X 線は主星の周りの降着円盤から放射されると考えられるので、時間変動は赤色雑音的になる。
- \bigcirc (7) 一般的に、 \bigcirc HMXB の X 線スペクトルは逆コンプトン散乱によるベキ型関数で表すことができる。
- \bigcirc (8) 逆コンプトン散乱の影響が大きいため、準中性鉄 $\mathrm{K}lpha$ 輝線は観測されない。
- \bigcirc (9) 逆コンプトン散乱の影響が大きいため、高階電離鉄 $\mathrm{K}\alpha$ 輝線は観測されない。

* 記号の意味は、 \bigcirc : ほとんどの天体で当てはまる、 \triangle : 一部の天体では当てはまる、imes: ほとんどの天体で当てはまらない、-: 不明。

表 7.1 X 線連星系種族との比較*

大分類	小分類	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	\overline{S}	\odot	(9)	(10)	(11)	(12)	(1	33	3) (14)	11) (12) (13) (14) (15) 代表天体
HMXB		\triangleright	×	×	×	×	\bigcirc	\bigcirc	\bigcirc	\bigcirc	\bigcirc		×	×	× ○ ×	\circ	○ ×
LMXB	Z source	×	×	×	×	\bigcirc	\bigcirc	\triangleright	\bigcirc	\bigcirc	\triangleright		×	×	×	×	×
	Atoll source	\triangleright	\triangleright	×	×	\bigcirc	\bigcirc	\triangleright	\bigcirc	\bigcirc	\triangleright		×	×	×	×	×
	I型バースト	\bigcirc	\bigcirc	×	×	\bigcirc	\bigcirc	×	\bigcirc	\bigcirc	\bigcirc		×	×	× •	×	×
	II 型バースト	\bigcirc	\bigcirc	\bigcirc	\bigcirc	\bigcirc	\bigcirc	×	\bigcirc	\bigcirc	\bigcirc						
	マイクロクェーサー	\bigcirc	\bigcirc	\bigcirc	×	\bigcirc	\bigcirc	\bigcirc	\bigcirc	\triangleright	\bigcirc		\circ	$\bigcirc \qquad \triangle$	O	0 \(\Delta \) 0 0	0 \(\Delta \) 0 0 0
CV	新星	\bigcirc	×	×	×	×	×	×	\bigcirc	×	\triangleright		×	×	× •	×	0
	矮新星	\bigcirc	×	×	×	×	\bigcirc	×	×	×	×		×	×	× •	×	× 0 0 0 0
	新星状变光星	×	×	×	×	×	\bigcirc	×	×	×	×		×	×	× •	×	×
	IP	×	×	×	×	×	\bigcirc	×	×	×	\bigcirc		×	×	×	×	×
	Polar	×	×	×	×	×	\bigcirc	×	×	×	\bigcirc		×	×			
	AM CVn 型星	×	×	×	×	×	\bigcirc	\triangleright	\triangleright	\triangleright	\triangleright				 	 	 x O x
	共生星	\bigcirc	×	×	×	×	\bigcirc	×	×	×	\triangleright		×	×	×	×	× > > ×

- (10) 一般的に硬 X 線を放射している。
- imes (11) X 線は主星の降着円盤からの放射であり、近赤外線は伴星からの放射であると考えられるので、同時に増光はしない。
- (12) 近赤外線は伴星からの放射であるため、偏光はしていない。
- imes (13) 可視光は伴星からの放射であるため、輝線は通常観測されない。ただし、伴星が Be 型星の場合は 輝線がありうる。
- × (14) 可視光は伴星からの放射であるため、伴星の時間変動となる。
- \triangle (15) 主星が伴星に近づき、質量降着率が増加した場合に活動的になりうる。

7.2.2 Z source

- × (1) 質量降着率が比較的大きいため、中性子星表面での熱核融合反応は起こりにくく、急に増光することはない。
- × (2) 増光する例は知られていない。
- × (3) 増光する例は知られていない。
- × (4) 増光する例は知られていない。
- \bigcirc (5) 伴星からの降着流と、降着円盤の合流点 (ホットスポット) によって X 線放射源が隠されることによって、急に減光することがある。
- (6) X線は主星の周りの降着円盤から放射されると考えられるので、時間変動は赤色雑音的になる。
- △ (7) X 線スペクトルは一般的に、中性子星からの黒体放射と、降着円盤からの多温度黒体放射で説明できるが、逆コンプトン散乱の影響が大きくなるとベキ型関数的になる。
- \bigcirc (8) 降着円盤からの反射成分として準中性鉄 $\mathrm{K}\alpha$ 輝線が観測されうるが、逆コンプトン散乱の影響が大きい場合は観測されない。
- \bigcirc (9) X 線は降着円盤の高温プラズマから放射されていると考えられるので、高階電離鉄 $K \alpha$ 輝線が観測されうるが、逆コンプトン散乱の影響が大きい場合は観測されない。
- \triangle (10) 逆コンプトン散乱による放射の場合は、硬X 線を放射しうる。
- (11) X 線は降着円盤の内側を、近赤外線は降着円盤の外側を観測していると考えられるため、同時に増 光はしない。
- (12) 近赤外線は降着円盤の外側からの放射であるため、偏光はしていない。
- (13) 可視光は降着円盤からの放射によって輝線が観測される。
- (14) 可視光の一部は降着円盤からの放射であるため、時間変動は赤色雑音的になる。
- imes (15) 熱核融合反応は起こしにくいため、静穏状態が観測される。ただし、(15) 研別 の状態変化はある。

7.2.3 Atoll source

- △ (1) 質量降着率が比較的小さく、中性子星表面での熱核融合反応によって、急激に増光する場合がある。
- \triangle (2) 熱核融合反応によって急激に増光し、その後、放射冷却によって減光する。その継続時間は場合によって様々だが、典型的に数十 s 程度である。

- × (3) 一度バーストを起こすと、次にバーストを起こすまで質量を溜める必要があるため、繰り返し生じることは通常ない。
- \times (4) X 線増光は熱的なものであるため、スペクトルはハードにならない。
- (5) 伴星からの降着流と、降着円盤の合流点 (ホットスポット) によって X 線放射源が隠されることによって、急に減光することがある。
- (6) X線は主星の周りの降着円盤から放射されると考えられるので、時間変動は赤色雑音的になる。
- △ (7) X 線スペクトルは一般的に、中性子星からの黒体放射と、降着円盤からの多温度黒体放射で説明できるが、逆コンプトン散乱の影響が大きくなるとベキ型関数的になる。
- \bigcirc (8) 降着円盤からの反射成分として準中性鉄 $\mathrm{K}\alpha$ 輝線が観測されうるが、逆コンプトン散乱の影響が大きい場合は観測されない。
- \bigcirc (9) X 線は降着円盤の高温プラズマから放射されていると考えられるので、高階電離鉄 $K\alpha$ 輝線が観測されるが、逆コンプトン散乱の影響が大きい場合は観測されない。
- \triangle (10) 逆コンプトン散乱による放射の場合は、硬 X 線を放射しうる。
- imes (11) X 線は降着円盤の内側を、近赤外線は降着円盤の外側を観測していると考えられるため、同時に増 光はしない。
- (12) 近赤外線は降着円盤の外側からの放射であるため、偏光はしていない。
- (13) 可視光は降着円盤からの放射によって輝線が観測される。
- (14) 可視光の一部は降着円盤からの放射であるため、時間変動は赤色雑音的になる。
- imes (15) 熱核融合反応によって活動的になる時と、そうでないときがある。

7.2.4 |型バースト

- (1) 質量降着率が比較的小さく、中性子星表面での熱核融合反応によって、急激に増光する。
- (2) 熱核融合反応によって急激に増光し、その後、放射冷却によって減光する。その継続時間は場合によって様々だが、典型的に数十 s 程度である。
- × (3) 一度バーストを起こすと、次にバーストを起こすまで質量を溜める必要があるため、繰り返し生じることは通常ない。
- × (4) X 線増光は熱的なものであるため、増光後にスペクトルはハードにならない。
- \bigcirc (5) 伴星からの降着流と、降着円盤の合流点 (ホットスポット) によって X 線放射源が隠されることによって、急に減光することがある。
- (6) X 線は主星の周りの降着円盤から放射されると考えられるので、時間変動は赤色雑音的になる。
- imes (7) I 型バースト時の X 線スペクトルは黒体放射で説明できる。
- \bigcirc (8) 黒体放射であるため、準中性鉄 $\mathrm{K}lpha$ 鉄輝線は観測されない。
- \bigcirc (9) 黒体放射であるため、高階電離鉄 $\mathrm{K}\alpha$ 鉄輝線は観測されない。
- \bigcirc (10) バーストの温度が高い場合には、硬 X 線を放射する。
- imes (11) 近赤外線は降着円盤の外側からの放射であるため、X 線と同時に増光しない。
- (12) 近赤外線は降着円盤の外側からの放射であるため、偏光はしていない。
- (13) 可視光は降着円盤からの放射によって輝線が観測される。
- \bigcirc (14) 可視光の一部は降着円盤からの放射であるため、時間変動は赤色雑音的になる。

○ (15) 熱核融合反応によって活動的になる時と、そうでないときがある。

7.2.5 || 型バースト

- (1) 降着円盤の不安定性によって、急激に増光すると考えられている。
- (2) 増光の継続時間は数 s と非常に短い。
- (3) 非常に短時間で繰り返しバーストが生じる。
- (4) バースト後に減光することがあり、その時にスペクトルがハードになる。
- \bigcirc (5) 伴星からの降着流と、降着円盤の合流点 (ホットスポット) によって X 線放射源が隠されることによって、急に減光することがある。
- (6) X 線は主星の周りの降着円盤から放射されると考えられるので、時間変動は赤色雑音的になる。
- \times (7) II 型バースト時の X 線スペクトルは黒体放射で説明できる。
- \bigcirc (8) 黒体放射であるため、準中性鉄 $\mathrm{K}\alpha$ 鉄輝線は観測されない。
- \bigcirc (9) 黒体放射であるため、高階電離鉄 $\mathrm{K}\alpha$ 鉄輝線は観測されない。
- (10) バーストの温度が高い場合には、硬X 線を放射する。
- (11) II 型バースト天体の近赤外線対応天体は知られていない。
- (12) II 型バースト天体の近赤外線対応天体は知られていない。
- (13) II 型バースト天体の可視光対応天体は知られていない。
- (14) II 型バースト天体の近赤外線対応天体は知られていない。
- \bigcirc (15) バーストを起こし非常に明るくなる時期と、バーストを一切起こさず暗くなる時期がある。

7.2.6 マイクロクェーサー

- (1) ジェットを出した後は X 線で増光を示す。
- (2) 増光は継続時間が長いものから、短いものまである。
- (3)場合によっては、繰り返し増光することがある。
- × (4) 増光後にスペクトルはハードにならない。
- \bigcirc (5) 伴星からの降着流と、降着円盤の合流点 (ホットスポット) によって X 線放射源が隠されることによって、急に減光することがある。
- (6) X 線は主星の周りの降着円盤から放射されると考えられるので、時間変動は赤色雑音的になる。
- (7) X 線スペクトルは逆コンプトン散乱によるベキ型関数となる。
- \bigcirc (8) 逆コンプトン散乱の影響が大きいため、準中性鉄 $\mathrm{K}lpha$ 輝線は観測されない。
- \triangle (9) 逆コンプトン散乱の影響が大きいため、高階電離鉄 $K\alpha$ 輝線は観測されない。
- \bigcirc (10) 一般的に硬 X 線を放射している。
- \bigcirc (11) X 線は主星の降着円盤からの放射であり、近赤外線は伴星からの放射であると考えられるので、同時に増光はしない。
- \triangle (12) 近赤外線は伴星からの放射であるため、偏光はしていない。
- (13) 可視光は降着円盤からの放射によって輝線が観測される。
- (14) 可視光の一部は降着円盤からの放射であるため、時間変動は赤色雑音的になる。

 \bigcirc (15) 質量降着率が変化し、ジェット等が活動的になるときと、そうでないときがある。

7.2.7 新星

- (1) 新星爆発を起こす時に、増光を示す。
- × (2) 増光は、数日掛けてゆっくりと明るくなっていく。
- × (3) 一度爆発が生じると、次に爆発するまでに非常に長い年月を必要とする。
- × (4) 一般的に、増光後にスペクトルはハードにならないが、様々なパターンがあり得る。
- × (5) 新星爆発は急に減光せず、ゆっくりと減光していく。しかし、dip が観測されることもある。
- × (6) X線は爆発に関係するものであるため、時間変動は赤色雑音的にならない。
- \times (7) X 線スペクトルは高温プラズマで説明できる。
- \bigcirc (8) 反射成分は存在しないため、準中性鉄 $\mathrm{K}\alpha$ は観測されない。
- \times (9) 高温プラズマが存在するため、高階電離鉄 $K\alpha$ 輝線が観測される。
- \triangle (10) 一部の新星では、硬 X 線を放射することが知られている。
- imes (11) imes 線は高温プラズマによるもので、近赤外線はダスト放射によるものであり、放射機構が異なるため、同時に増光はしない。
- (12) ダストは等方的であるため、偏光を示さない。
- ○(13) 爆発後のシェルによって輝線が観測される。
- imes (14) 可視光は爆発の時間変化を観測するため、赤色雑音的にならない。
- (15) 爆発した状態と、その後の元に戻った状態がある。

7.2.8 矮新星

- \bigcirc (1) アウトバーストは X 線で暗くなるが、アウトバーストの終了時に X 線で元の明るさに戻る。
- × (2) 数日の時間をかけて元の明るさに戻る。
- × (3) 典型的に数十から数百日ごとに生じるアウトバーストに依存する。
- × (4) 増光後にスペクトルはハードにならない。
- \times (5) アウトバースト時にゆっくりと X 線で減光する。
- (6) X 線は主星の周りの降着円盤から放射されると考えられるので、時間変動は赤色雑音的になる。
- × (7) X 線スペクトルは高温プラズマからの熱制動放射で説明できる。
- imes (8) 降着円盤からの反射成分として準中性鉄 Klpha 輝線が観測される。
- imes (9) X 線は降着円盤の高温プラズマから放射されていると考えられるので、高階電離鉄 Klpha 輝線が観測される。
- imes (10) 一般的に硬 X 線は放射されない。しかし、ごく一部の系で白色矮星の質量が大きい場合には、境界層の温度が高くなるため硬 X 線が観測される。
- imes (11) X 線は降着円盤の内側を、近赤外線は降着円盤の外側を観測していると考えられるため、同時に増光はしない。
- \bigcirc (12) 近赤外線は降着円盤の外側からの放射であるため、偏光はしていない。
- (13) 可視光は降着円盤からの放射によって輝線が観測される。

- \bigcirc (14) 可視光の一部は降着円盤からの放射であるため、時間変動は赤色雑音的になる。
- (15) アウトバースト時と静穏時の2つの状態がある。

7.2.9 新星状变光星

- × (1) 常に矮新星のアウトバーストの状態にある。
- × (2) 増光する例は知られていない。
- × (3) 増光する例は知られていない。
- × (4) 増光する例は知られていない。
- × (5) 急に減光する例は知られていない。
- (6) X線は主星の周りの降着円盤から放射されると考えられるので、時間変動は赤色雑音的になる。
- × (7) X 線スペクトルは高温プラズマからの熱制動放射で説明できる。
- imes (8) 降着円盤からの反射成分として準中性鉄 ${
 m K}lpha$ 輝線が観測される。
- imes (9) X 線は降着円盤の高温プラズマから放射されていると考えられるので、高階電離鉄 Klpha 輝線が観測される。
- imes (10) 一般的に硬 X 線は放射されない。しかし、ごく一部の系で白色矮星の質量が大きい場合には、境界層の温度が高くなるため硬 X 線が観測される。
- $imes (11) \ X$ 線は降着円盤の内側を、近赤外線は降着円盤の外側を観測していると考えられるため、同時に増光はしない。
- (12) 近赤外線は降着円盤の外側からの放射であるため、偏光はしていない。
- (13) 可視光は降着円盤からの放射によって輝線が観測される。
- (14) 可視光の一部は降着円盤からの放射であるため、時間変動は赤色雑音的になる。
- ×(15) 常に矮新星のアウトバーストの状態にある。

7.2.10 IP

- × (1) 急な増光は知られていない。
- × (2) 増光する例は知られていない。
- × (3) 増光する例は知られていない。
- × (4) 増光する例は知られていない。
- × (5) 急な減光は知られていない。
- (6) X 線は主星の周りの降着円盤から放射されると考えられるので、時間変動は赤色雑音的になる。
- × (7) X 線スペクトルは高温プラズマからの熱制動放射で説明できる。
- imes (8) 白色矮星表面からの反射成分として準中性鉄 ${
 m K}lpha$ 輝線が観測される。
- imes (9) X 線は降着柱の高温プラズマから放射されていると考えられるので、高階電離鉄 Klpha 輝線が観測される。
- (10) 降着柱の衝撃波加熱によって硬 X 線が放射される。

- ○(12) 白色矮星の磁場が弱いため偏光は示さない。
- (13) 可視光は降着円盤からの放射によって輝線が観測される。
- \bigcirc (14) 可視光の一部は降着円盤からの放射であるため、時間変動は赤色雑音的になる。
- × (15) 状態遷移はない。

7.2.11 Polar

- × (1) 急な増光は知られていない。
- × (2) 増光する例は知られていない。
- × (3) 増光する例は知られていない。
- × (4) 増光する例は知られていない。
- × (5) 急な減光は知られていない。
- (6) X 線は主星の周りの降着円盤から放射されると考えられるので、時間変動は赤色雑音的になる。
- \times (7) X 線スペクトルは高温プラズマからの熱制動放射で説明できる。
- \times (8) 白色矮星表面からの反射成分として準中性鉄 $K\alpha$ 輝線が観測される。
- imes (9) X 線は降着柱の高温プラズマから放射されていると考えられるので、高階電離鉄 Klpha 輝線が観測される。
- (10) 降着柱の衝撃波加熱によって硬 X 線が放射される。
- $imes (11) \ X$ 線は降着柱の白色矮星表面に近いところから、近赤外線は降着柱の上空から放射されているが、 降着柱への質量降着はほぼ一定であるため、増光はしない。
- × (12) 白色矮星の磁場が強いため偏光を示す。
- (13) 可視光は降着円盤からの放射によって輝線が観測される。
- (14) 可視光の一部は降着円盤からの放射であるため、時間変動は赤色雑音的になる。
- × (15) 状態遷移はない。

7.2.12 AM CVn 型星

- × (1) 急な増光は知られていない。
- × (2) 増光する例は知られていない。
- × (3) 増光する例は知られていない。
- × (4) 増光する例は知られていない。
- × (5) 急な減光は知られていない。
- (6) X 線は主星の周りの降着円盤から放射されると考えられるので、時間変動は赤色雑音的になる。
- \triangle (7) X 線スペクトルは高温プラズマからの熱制動放射で説明できる。
- Δ (8) 一部の系では、降着円盤からの反射成分と考えられる準中性鉄 Klpha 輝線が観測されている。
- \triangle (9) 一部の系では、X 線は降着円盤の高温プラズマから放射されていると考えられる、高階電離鉄 Klpha 輝線が観測されている。
- \triangle (10) 硬 X 線を放射する系は知られていない。
- (11) 知られていない。

- (12) 知られていない。
- × (13) 可視光は降着円盤からの放射によって輝線が観測される。
- (14) 可視光の一部は降着円盤からの放射であるため、時間変動は赤色雑音的になる。
- × (15) 状態遷移はない。

7.2.13 共生星

- \bigcirc (1) アウトバーストは X 線で暗くなるが、アウトバーストの終了時に X 線で元の明るさに戻る。
- imes (2) 数年の時間をかけて元の明るさに戻る。
- × (3) 典型的に数年ごとに生じるアウトバーストに依存する。
- × (4) 増光後にスペクトルはハードにならない。
- \times (5) アウトバースト時にゆっくりと X 線で減光する。
- (6) X線は主星の周りの降着円盤から放射されると考えられるので、時間変動は赤色雑音的になる。
- × (7) X 線スペクトルは高温プラズマからの熱制動放射で説明できる。
- imes (8) 降着円盤からの反射成分として準中性鉄 $K\alpha$ 輝線が観測される。
- imes (9) X 線は降着円盤の高温プラズマから放射されていると考えられるので、高階電離鉄 Klpha 輝線が観測される。
- \triangle (10) 一般的に硬 X 線は放射されないが、一部の系では硬 X 線が観測されている。
- imes (11) X 線は主星を、近赤外線は伴星を観測しているため、同時に増光はしない。
- (12) 近赤外線は伴星からの放射であるため、偏光はしていない。
- \bigcirc (13) 可視光の青い方は主星の降着円盤からの放射であるため、輝線が観測される。
- (14) 可視光の一部は降着円盤からの放射であるため、時間変動は赤色雑音的になる。
- × (15) アウトバースト時と静穏時の2つの状態がある。

7.3 天体までの距離と X 線光度の見積もり

ここでは、いくつかの仮定の下で、天体までの距離を見積もる。その距離を仮定し、0.2– $10~{\rm keV}$ での X 線フラックス $F_{\rm X}\sim 2\times 10^{-11}~{\rm erg\,s^{-1}\,cm^{-2}}$ から X 線光度を概算する。仮定と、その時に得られる距離と X 線光度を表 7.2にまとめた。

第一に、天体が激変星だと仮定して距離を見積もる (Masseti et al. 2006)。 Masetti et al. (2006) では、天体が激変星の場合、大雑把に V バンドの絶対等級が $M_V\sim 9$ mag、V バンドと R バンドのカラーが $(V-R)\sim 0$ mag と仮定した (Warner 1995)。彼らは、USNO-A2.0 カタログを用いて、XSS J12270-4859 の可視対応天体が、天体から 1.720 離れた UNSO-A2.0 0375-15949017 として、R バンドの等級を 15.7 mag とした。天体から 5" 以内に他の天体は存在しないことから、この天体が可視対応天体であることは間違いないであろう。しかし、Pretorius (2009) による可視ライトカーブを見て分かる通り (3.3節)、この天体は V バンドで、短時間の間に V 1 mag 以上変動していることが知られている。そのため、V 1 mag 程度の変動をしていると考えられる。しかしながら、天体の変動に起因する距離の誤差よりも、本手法の仮定による誤差の方が大きいので、V 2 mag として距離を見積もる。仮定より V 2 mag であるから、天体までの距離 V V 3 mag であるから、天体までの距離 V V 2 mag であるから、天体までの距離 V V 3 mag であるから、天体までの距離 V V 2 mag であるから、天体までの距離 V V 3 mag であるから、天体までの距離 V V 2 mag であるから、天体までの距離 V V 3 mag であるから、天体までの距離 V V 2 mag であるから、天体までの距離 V V 3 mag であるから、天体までの距離 V V 2 mag であるから、天体までの距離 V V V 2 mag であるから、天体までの正常が表が表があることには V V 2 mag であるから、天体までの正常が表があるでは V V 2 mag であるから、天体までの正常が表が表がある。

7.4 天体の正体 85

 $d\sim 220~{
m pc}$ となる。この距離における ${
m X}$ 線光度は $L_{
m X}\sim 1 imes 10^{32}~{
m erg\,s^{-1}}$ である。

第二に、天体が LMXB だと仮定して距離を見積もる。Masetti et al. (2006) では、天体が LMXB の場合、大雑把に $M_V\sim 0$ mag、 $(V-R)\sim 0$ mag と仮定した (van Paradijs & McClintock 1995)。van Paradijs & McClintock (1995) では、実際には、V バンド絶対等級は-5-5 mag としているため、本仮定による距離の誤差は非常に大きくなる。仮定より、天体までの距離は、 $d\sim 14~{\rm kpc}$ となる。この距離における X 線光度は $L_X\sim 5\times 10^{35}~{\rm erg\,s^{-1}}$ である。

第三に、天体からの近赤外線放射がすべて伴星からのものであると仮定して距離を見積もる(付録 A)。ただしこの方法は、XSS J12270-4859 の場合、その時間変動から、近赤外線放射には伴星からのものだけでなく、降着円盤由来の放射も相当寄与しているため、これらの距離の見積もりは下限値を与えるのみである。 2MASS(Skrutskie et al. 2006)の観測より、天体の J,H,K パンドの等級はそれぞれ、15.731, 15.425, 15.310 mag である。 X 線のスペクトル解析より、水素柱密度を $N_{\rm H} \sim 1 \times 10^{21}~{\rm cm}^{-2}$ と仮定する。この値は、中性水素の放射強度から求められた値と一致する(Dickey & Lockman 1990; Kalberla et al. 2005)。星間減光を考慮したカラーは、 $(J-H)\sim 0.25~{\rm mag}$ 、 $(H-K)\sim 0.079~{\rm mag}$ である。伴星は主系列星だと仮定すると、このカラーのスペクトルタイプは、F6V または K0V であると考えられる。これらの天体の絶対等級は $M_K=2.4~{\rm mag}$ または $3.94~{\rm mag}$ である。以上より、距離を見積もると、 $d\sim 3.7~{\rm kpc}$ または $1.8~{\rm kpc}$ となる。ここでは大雑把に、 $d\sim 2.2~{\rm kpc}$ であるとする。この距離における X 線光度は $L_{\rm X}\sim 1\times 10^{34}~{\rm erg\,s^{-1}}$ である。同様に、伴星が赤色巨星だとすると $d\sim 18~{\rm kpc}$ 、赤色超巨星だとすると $d\sim 200~{\rm kpc}$ となる。この距離における X 線光度は、それぞれ $L_{\rm X}\sim 8\times 10^{35}~{\rm erg\,s^{-1}}$ 、 $L_{\rm X}\sim 1\times 10^{38}~{\rm erg\,s^{-1}}$ である。天体までの距離が 200 kpc だとすると、銀河系外になってしまうので、伴星は赤色超巨星ではないといえる。

仮定	距離	X 線光度
系が激変星	$\sim 220~{\rm pc}$	$\sim 1 \times 10^{32} \ {\rm erg s^{-1}}$
系が LMXB	$\sim 14~\rm kpc$	$\sim 5\times 10^{35}~\rm ergs^{-1}$
伴星が主系列星	$\sim 2.2~\rm kpc$	$\sim 1\times 10^{34}~\rm ergs^{-1}$
伴星が赤色巨星	$\sim 18~\rm kpc$	$\sim 8\times 10^{35}~\rm ergs^{-1}$
伴星が赤色超巨星	$\sim 200~\rm kpc$	$\sim 1\times 10^{38}~{\rm ergs^{-1}}$

表 7.2 天体までの距離と X 線光度の見積もり

7.4 天体の正体

7.4.1 IP の種族分類について

 $XSS\,J12270-4859\,$ は、可視分光観測から IP であると考えられていた (Masetti et al. 2006)。実際、激変星だと仮定して X 線光度を求めると $L_X\sim 1\times 10^{32}$ erg $^{-1}$ となり $(7.3\mathbb{f})$ 、IP に典型的な値となる。しかし、以下で述べる理由から、本天体は IP ではないと考えられる。

第一に、磁場を持った激変星である IP は、X 線スペクトルに電離度の異なる 3 本の鉄 $K\alpha$ 鉄輝線 $(6.4~{\rm keV}$ の準中性鉄輝線と、 $6.7~{\rm keV}$ の H-like 鉄輝線、 $7.0~{\rm keV}$ の H-like 鉄輝線)が特徴的である

(Ezuka & Ishida 1999; de Martino et al. 2004; Suleimanov et al. 2005)。これらの鉄輝線は、例えば 矮新星のような磁場の弱い激変星でも特徴的である (Pandel et al. 2005; Rana et al. 2006)。しかし、 XSS J12270–4859 の X 線スペクトルには、すべての状態で鉄 $K\alpha$ 輝線は見られない (図 6.5)。さらに、すざく衛星で得られた X 線スペクトルに対して、プラズマモデル (apec) を仮定して鉄の存在量を求めた ところ、[Fe/H]<0.14 となった。これは、磁場を持った激変星に典型的な値である、0.2–0.6 よりも小さい (Ezuka & Ishida 1999)。

第二に、Butters et al. (2008) で報告されていた IP の自転周期に典型的な 860 s の周期は、flare の影響による誤った周期である。Butters et al. (2008) と同様のデータを使用してライトカーブを描いたものが図 6.7である。このライトカーブには、すざく衛星によって得られたライトカーブ (図 6.2) と同様にflare や dip が見られる。これらを含めて周期解析を行ったところ、Butters et al. (2008) との周期解析 (図 3.2) と同様の結果を得た。しかし、flare や dip を除いて周期解析を行うと、periodogram の最大値は赤色雑音に対して有意ではなくなる。したがって、860 s の周期は、flare などの時間変動の影響によるもので、天体の自転周期ではないと考えられる。

第三に、XSS J12270-4859 で見られるような flare や、活動的な状態と静穏的な状態の 2 つの状態が存在することは、IP では見られない。例外として、プロペラ効果 *1 が働いていると考えられている、特別な IP である AE Aqr は flare のような振る舞いを示す (Choi et al. 1999)。しかし、AE Aqr で見られるような flare は、変動のタイムスケールが数時間と非常に長く、XSS J12270-4859 で見られるような数百秒 から数千秒のタイムスケールとは異なる。この長いタイムスケールは、白色矮星の大きさを反映していると考えられる。

以上の理由から、XSS J12270-4859 が IP と種族分類されていることは間違いであると考えられる。

7.4.2 天体の種族分類に関する考察

以下では、XSS J12270-4859 の特徴から、それがどのような天体種族であるかを考察する。第一の特徴は、可視分光観測から天体の赤方偏移は 0 であることが挙げられる (Masetti et al. 2006; Pretorius 2009)。このことは、天体が銀河系内に存在することを示唆する。さらに、VizieR *2 (Ochsenbein et al. 2000) に登録されている球状星団、散開星団のカタログ (例えば、銀河系内の球状星団のカタログである Harris 1994 など)を用いて、天体の周囲に星団が存在するかどうか調査したが、存在しないことが分かった。すると、銀河系の大きさはせいぜい $20~{\rm kpc}$ であるため、考えられる最大の ${\rm X}$ 線光度は、 $L_{\rm X}\sim 10^{36}~{\rm erg\,s^{-1}}$ である。ゆえに、 ${\rm X}$ 線光度が典型的に $10^{37}~{\rm erg\,s^{-1}}$ よりも明るいマイクロクェーサーとは考えにくい。また、マイクロクェーサーの場合、高速のジェットによって ${\rm H}\alpha$ などの輝線がドップラーシフトすることが期待されるが、XSS J12270-4859 の可視スペクトルには、そのような特徴は見られない。

第二の特徴は、可視分光観測からバルマー系列の輝線と、ヘリウムの輝線が見られることが挙げられる。(Masetti et al. 2006; Pretorius 2009)。これらの輝線は、連星系において、主星の周りの降着円盤からの放射によるものと考えられる。加えて、赤色雑音的な可視光の時間変動 (Pretorius 2009) および X

^{*1} 主星の自転速度が速いために、降着物質が天体へと落下することができず、磁気トルクの影響によって降着物質を吹き飛ばしてしまう現象のこと。

 $^{^{*2}}$ http://vizier.u-strasbg.fr/

7.4 天体の正体 87

線の時間変動 (図 6.2、図 6.7、図 6.8、図 6.9) は、降着円盤に起因していると考えられる。このことから、 XSS J12270-4859 が連星系であることは、ほぼ確実と考えられる。輝線は降着円盤によるものであるから、伴星は晩期型の低質量星であると考えられ、伴星からの放射が卓越してしまう HMXB ではないといえる。また、スペクトルの低温度成分に伴星による吸収線がないことから、共生星ではないといえる。

第三の特徴は、XSS J12270-4859 で見られる X 線増光のタイムスケールが数百秒から数千秒と短いことが挙げられる (図 6.2、図 6.7、図 6.8、図 6.9)。増光のタイムスケールは、大雑把にいって放射領域の大きさを反映しているといえる。白色矮星連星系の場合、増光のタイムスケールは、数時間から数日と長い。加えて、白色矮星連星系では X 線の連続波は高温プラズマから生じているため、その X 線スペクトルには高階電離した He-like、H-like の鉄輝線が観測される。IP や Polar では降着柱からの放射が、白色矮星表面に反射することによって準中性の鉄輝線が観測される。矮新星や新星状変光星でも、弱いながらも準中性鉄輝線は観測される。一部の AM CVn 型星や共生星でも電離度の異なる鉄輝線が観測される (AM CVn 型星: Ramsay et al. 2005、共生星: Ramsay et al. Ramsay

第四の特徴は、flare が短時間で連続して生じていることが挙げられる (図 6.2、図 6.7、図 6.8、図 6.9)。このことから、I 型バーストではないと考えられる。なぜならば、一度 I 型バーストが生じると、中性子星表面に蓄えた降着物質を吹き飛ばしてしまう。そのため、次にバーストを起こすためには、再び中性子星表面に物質を蓄え、熱核融合反応が生じる密度に達しなければならない。典型的に、バースト間の時間間隔は数時間以上となる。一方、XSS J12270-4859 は、約 15 分の短い間隔で flare が繰り返し生じている。(図 6.2、図 6.7、図 6.8、図 6.9)。また、I 型バーストの場合、バーストの立ち上がりは、熱核融合反応に火が付き短時間で増光するが、減光は放射冷却によるものであり、増光のタイムスケールに比べゆっくりと減光していく。しかし、XSS J12270-4859 で見られる X 線増光は、増光と減光がタイムスケールがほぼ等しく最大光度時に対して対称的である場合や、急激に減光する場合がある。さらに、I 型バーストの X 線スペクトルは黒体放射で説明でき、減光は放射冷却によるものであるから、減光中はスペクトルがソフトになるはずである。しかし、XSS J12270-4859 の X 線スペクトルは単純な黒体放射では説明できず、また、減光中にスペクトルがソフトになるどころか、むしろハードになっている。よって、I 型バーストではあるとは考えにくい。

第五の特徴は、X 線スペクトルがベキ型関数で説明できることが挙げられる (図 6.5、図 6.10、Butters et al. 2008)。X 線スペクトルがベキ型関数である理由として、シンクロトロン放射または逆コンプトン散乱が考えれる。LMXB の場合、降着円盤上空の高温コロナによって光子が逆コンプトン散乱され、高温プラズマによる熱的な放射よりも卓越するため、X 線スペクトルはベキ型関数となる。そのため、電離度の異なる鉄輝線は観測されない。さらに、LMXB だと仮定した場合の X 線光度は $\sim 10^{35}~{\rm erg\,s^{-1}}$ であり、また、伴星が主系列星であると仮定した場合の X 線光度は $\sim 10^{34}~{\rm erg\,s^{-1}}$ である $(7.3 \hat{\rm m})$ 。これらの値は、LMXB に典型的である (Christian & Swank 1997)。天体の X 線光度が $10^{34}~{\rm erg\,s^{-1}}$ になるためには、天体までの距離が $\sim 2~{\rm kpc}$ 以上である必要がある。この距離では、天体の銀緯が $+13.^\circ80$ であるため、銀河面から約 $500~{\rm pc}$ 離れていることになる。この値も LMXB に典型的である (Christian & Swank 1997)。この値は、銀河系の中性水素ガスのスケールハイトである $\sim 100~{\rm pc}$ を超えている (Spitzer 2004)。天体の方向における水素柱密度の値は、 $\sim 1 \times 10^{21}~{\rm cm^{-2}}$ であり、X 線スペクトル解析 から得られた値と一致する (表 6.1)。

以上に挙げた理由から、XSS J12270-4859 の正体として、LMXB が妥当であると考えられる。次節では、天体の放射機構について述べる。

7.5 放射機構の説明

7.5.1 Spectral Energy Distribution

ここでは XSS J12270-4859 の近赤外線領域から γ 線領域までの広帯域 Spectral Energy Distribution (SED) を作成し、どのような放射機構が考えられるかを考察する。始めに、多波長領域における対応天体の同定を行う。まず、X 線と近赤外線で同期して増光を示していることから $(6.2\mathfrak{m},6.4\mathfrak{m})$ 、XSS J12270-4859 の近赤外線対応天体は 2MASS J12275874-4853428 である。また、可視対応天体は、近赤外線との対応より USNO-B1.0 J0411-0285690 であると考えられる。次に、INTEGRAL 衛星による硬 X 線対応天体は、IGR J122801.7-485335 である。実際、INTEGRAL カタログ (Bird et al. 2007; Bird et al. 2010) の中で対応天体は XSS J12270-4859 であると同定されており、また、すざく衛星による観測でも同程度の強度の硬 X 線を検出したことから $(6.1\mathfrak{m})$ 、エラーサークルは大きいものの、同定は正しいと考えられる。最後に、Fermi 衛星による γ 線対応天体は、1FGL J1227.9-4852 であると考えられる。その理由は、天体の位置から XSS J12270-4859 は 1/2 しか離れておらず、また、Fermi 衛星の位置決定精度の 95% エラーサークル内に XSS J12270-4859 以外の INTEGRAL 天体が存在しないからである。

各種カタログ (近赤外線は 2MASS カタログ; Strutskie et al. 2006、可視光は USNO-B カタログ; Monet et al. 2003、硬 X 線は INTEGRAL カタログ; Bird et al. 2007; Bird et al. 2010、 γ 線は Fermi カタログ*3)、およびすざく衛星による解析結果 (6.1節) を用いて作成した SED が図 7.1である。この SED を説明する放射過程として、以下の 3 つが考えられる。

- 近赤外線・可視光は降着円盤からの熱的な放射であり、X線はシンクロトロン放射、 γ 線はシンクロトロン放射を種光子とする逆コンプトン散乱
- ullet 近赤外線・可視光は降着円盤からの熱的な放射であり、X 線・ γ 線は熱的放射を種光子とする逆コンプトン散乱
- 近赤外線・可視光はシンクロトロン放射であり、X 線・ γ 線はシンクロトロン放射を種光子とする 逆コンプトン散乱

X線領域でエネルギーのカットオフが見られず、また、 γ 線領域で放射の山を観測することができないため、この SED から電子のエネルギーを推定することは難しい。しかし、図中で、X線領域と γ 線領域で、ベキ型関数のベキが異なることが分かる。そこで、X線と γ 線のそれぞれのデータについて最小二乗法を用いて一次関数でフィッティングを行い、その関数を求めた(図 7.1中の灰色の点線)。ベストフィット時のベキの値は、X線では-0.54であり、 γ 線では-1.56であった。個数分布が $N(E) \propto E^{-p}$ の電子によるシンクロトロン放射または逆コンプトン散乱の時、放射冷却が効かない場合のフラックス密度は $I(E) \propto E^{-\frac{p-1}{2}}$ 、放射冷却が効く場合のフラックス密度は $I(E) \propto E^{-\frac{p-2}{2}}$ となり、ベキの値が 0.5程度変化する。今の場合、X線と γ 線でベキの値が 1異なることから、X線領域では放射冷却の影響が小さいのに対し、 γ 線領域では放射冷却の影響が大きいといえる。それぞれの直線の交点が、ベキ型関数のベ

^{*3} http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/1yr_catalog/

7.5 放射機構の説明 89

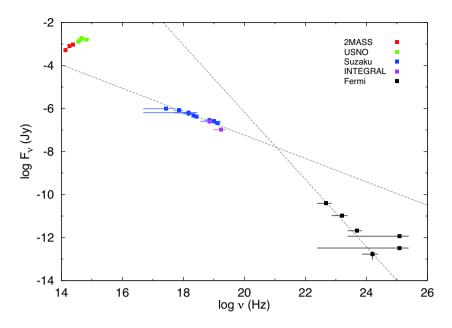


図 7.1 近赤外線領域から γ 線領域までの広帯域 Spectral Energy Distribution。星間減光による影響を補正している。横軸は周波数の対数で、縦軸はフラックス密度の対数である。色の違いは、使用したデータの違いを表している。2 本の灰色の破線は、X 線と γ 線のデータを用いて最小二乗法でフィッティングを行った結果である。

キが変化するエネルギーだと考えられる。計算の結果、交点のエネルギーは $\sim 3.6~{
m MeV}$ であった。 ${
m X}$ 線と γ 線の放射過程が逆コンプトン散乱であると仮定すると、このエネルギーは、電子の冷却が効き始めるエネルギーであると解釈できる。

7.5.2 放射モデル

XSS J12270-4859 の放射機構を完全に説明するためには、以下の事柄を説明できなくてはいけない。

- 短時間の flare を起こしていること
- 周期性なく dip が生じていること
- いくつかのフレアの後にスペクトルがハードになっていること
- X 線と近赤外線で同期してフレアが生じること
- \bullet 少なくとも $600~{
 m GeV}$ 以上の γ 線を放射していること
- 可視光で全く異なる時間変動が 2 種類存在すること

可視光・近赤外線領域の SED を見ると (図 7.1)、両者は同じ成分からの放射であることが推測される。 そのため、降着円盤からの放射と、伴星からの放射が混ざり合っていると考えられる。

主星がブラックホールか、中性子星かを推定するために、すざく衛星によって得られたスペクトルに対し、ベキ型関数の他に、中性子星表面からの放射として期待される黒体放射成分を加えてスペクトルフィットを行った。その結果、ベキ型関数からの放射に対する黒体放射の光度比は、上限値で 10% 以下であることが分かった。そのため、主星が中性子星である可能性は低いと考えられる。

dip には、急にカウントレートがほぼゼロになるような dip と、flare の直後に減光を示す dip の 2 種類が存在することである。前者はスペクトルの変化を伴わないが、後者はスペクトル変化を伴う。ゆえに、2 種類の dip は物理機構が異なることが分かる。前者の理由は不明だが、後者は、flare によって X 線放射を出すための機構を失ってしまったためだと解釈できる。実際、II 型バーストの Rapid Burster の場合、バースト後に dip が生じる (Lewin et al. 1996)。II 型バーストは、降着円盤の不安定性によって、降着円盤内側の質量が一気に主星の中性子星へと落ち込むことによって生じると考えられている。そのため、X 線を放射する降着円盤が一部なくなるため、dip が生じると解釈されている。また、失った質量を再び得るまで次のバーストを起こすことができない。XSS J12270-4859 で見られる flare は、大体同じような増光幅で、かつ flare の間隔も似ているため、これらのことが関係しているのかもしれない。

 $600~{
m GeV}$ 以上の γ 線を逆コンプトン散乱によって放射するためには、相対論的なエネルギーを持つ電子によって種光子が散乱される必要がある。このような高エネルギー電子が存在するためには、通常の熱的分布を持つ電子では不可能で、例えばジェットのような非熱的電子を生成する加速機構が必要となる。

以上をまとめると、次のような放射機構になる (図 7.3)。静穏状態には降着円盤に質量が蓄えられる。この時の可視・近赤外線は、降着円盤および伴星からの放射である。しかし、降着円盤にある種の不安定性が生じることによって、降着円盤の内側の領域のみが主星へと落下する。主星への質量降着率が急激に増加するため、X 線で明るくなる。これが flare の原因であると考える。このときに、ジェットが生じ、電子が相対論的速度まで加速され、降着円盤からの光子を逆コンプトン散乱することによって γ 線が放出される。また、flare の X 線光子は降着円盤を照らし、熱することで、そのリプロセスとして近赤外線で増光すると考える。同様に、可視光で見られる 2 種類の時間変動は、静穏状態の降着円盤からの放射と、flare によって熱せられた降着円盤からの放射の違いによるものだと考えられる。

7.5.3 未解決問題

以上で、天体の放射機構について述べたが、いくつか説明できない点が存在する。まず、X線スペクトルに黒体放射成分が見られないことから、主星がブラックホールであるとした。しかし、Fermi 天体カタログを調査したところ、カタログに掲載されている天体のうち、全18天体のブラックホールに対応天体

 $^{^{*4}}$ この等級の場合、7.3節と同様に近赤外線カラーから天体までの距離を見積もると、伴星が主系列星だと仮定した場合 $\sim 1.6~{
m kpc}$ となる。

7.5 放射機構の説明 91

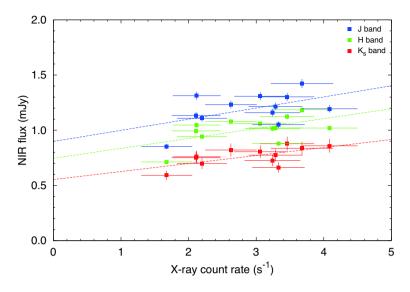


図 7.2~ X 線カウントレートと近赤外線フラックスの相関図。縦軸は X 線のカウントレートであり、横軸は近赤外線放射のフラックスである。色の違いは X 線と相関を取った、近赤外線のバンドの違いを表している。各データ点は flare の時間帯のみを使用しており、1 つのデータ点はそれぞれのデータを 300~s にビンまとめして計算している。点線はデータ点を最小二乗法でフィットしたときの一次関数を示している。

は存在しなかった。また、全 22 天体のブラックホール候補天体には、6 天体は対応天体がエラーサークル内に存在したが、A 1742-289 の 1 天体を除いて中心位置が約 20' と、大きく外れたものであった。すなわち、一般的にブラックホールは GeV 放射をしていないと考えられる。

次に、なぜ非周期的な dip が生じているのかを説明できない。dip はエネルギー依存性がなく、数十秒のタイムスケールでカウントレートがほぼゼロまで落ちる。そして、同様のタイムスケールで元の状態に戻る。dip 時にカウントレートがゼロにならずに、少しだけ残るのは、もしかしたら persistent な放射が見えているのかもしれない。

そして、なぜ flare の後にスペクトルがハードになるかを説明できない。通常、エネルギーが高い放射 ほど放射冷却の影響が大きくなるため、速く減衰する。そのためスペクトルはむしろソフトになると期待 されるが、実際にはスペクトルがハードになっている。

最後に、X線がどうしてベキ型関数で表される放射になるのかが説明できない。例えば、II型バーストを起こす成分は熱的成分である。しかし、ベキ型関数の放射を出すためには非熱的成分が必要となるが、それが何に由来するものなのかが分からない。

今後、XSS J12270-4859 の放射機構に制限を付けるために、次のような観測が必要であると考える。

高時間分解能 X 線可視同時観測 X 線と近赤外線で同時に増光を示すことが分かったが、近赤外線観測の時間分解能が悪いため、どちらが先に生じているか分からない。そのため、高時間分解能な同時観測を行い、X 線と可視光のどちらが先に増光するかを調べることは、放射機構に大きな制限を与える。もし、可視光の方が先だとすると、X 線は降着円盤からの光が逆コンプトン散乱されたことによる放射だと分かる。

高角分解能 X 線観測 これは 0.15 の角分解能を持つ Chandra 衛星によって可能な研究である。もし高角

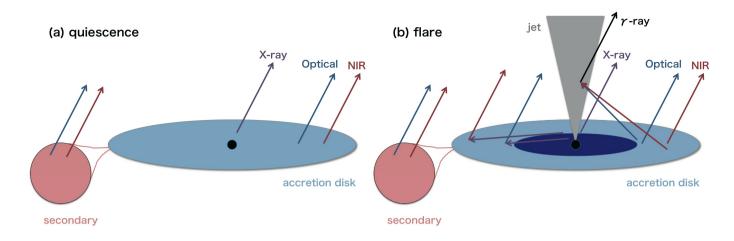


図 7.3 XSSJ12270-4859 の放射モデル。(a) 静穏時、(b) flare 時の様子。それぞれ色の異なる矢印は、振動数の異なる放射であることを示している。赤で示した伴星から、黒丸の主星へと質量降着が生じ、主星の周りに水色で示した降着円盤が形成される。(a) では、X 線は降着円盤内縁から放射され、近赤外線と可視光は降着円盤と伴星から放射される。(b) では、降着円盤内縁部での質量降着率が増加し、X 線で増光する。またジェットが生じている。(a) と同様の近赤外・可視放射に加え、X 線のリプロセスによって降着円盤が加熱され、近赤外線と可視光で増光する。近赤外線と可視光を種光子として、ジェット中の相対論的なエネルギーを持つ電子によって逆コンプトン散乱され、 γ 線を放射する。

分解能な観測を行えば、観測によって、本当にジェットが存在するかどうかを直接検証できる。

- MeV 領域の観測 X 線領域と γ 線領域ではエネルギーのカットオフも、山も見ることができなかった。 もし MeV 領域にカットオフが存在すれば、X 線を逆コンプトン散乱した結果が γ 線放射であることが分かる。逆にカットオフが存在せずに、X 線領域と γ 線領域がつながるのであれば、X 線と γ 線は共に逆コンプトン散乱された放射であることが分かる。
- GeV 同時観測 X 線と GeV 領域で同時観測を行い、その時間変動が同期しているかどうかが分かれば、 両者の関係が分かる。もし相関がないとすると、両者は別成分ということになり、例えば、GeV 放射は可視赤外線の逆コンプトン散乱によって放射され、X 線は異なる機構で放射されていること が推定できる。また、本モデルで提唱するような、flare 時にジェットが形成されることによって γ 線が放射されているかどうかを検証できる。
- 電波観測 電波観測によってシンクロトロン放射が放射されているかどうかが分かれば、X 線・ γ 線は、電波のシンクロトロン放射を逆コンプトン散乱した放射であることが分かる。また、シンクロトロン放射のカットオフエネルギーが分かれば、天体の磁場や電子のエネルギーを測定することができる。
- 高精度可視赤外線偏光観測 本研究では、近赤外線領域において偏光があるかどうかを決定することができなかった。これは、目的天体程度の明るさの天体の偏光度を高い精度で決めることができなかったことに由来する。もし電波でシンクロトロン放射をしているならば、可視赤外線でもシンクロトロン放射の寄与が少なからずあることが期待され、偏光していると考えられる。
- 中間赤外観測 中間赤外領域の SED を描くことができれば、近赤外、可視光の SED と組み合わせることで、伴星からの寄与と降着円盤からの寄与がどの程度かを見積もることができる。それにより、

7.5 放射機構の説明 93

降着円盤の寄与を差し引き、純粋な伴星からの放射を得ることができれば、分光観測を用いて伴星のスペクトルタイプ、ルミノシティークラスを推定できる。すなわち、天体までの距離情報が分かり、光度を知ることができる。

可視モニター観測 可視光は、そのスペクトルに輝線が存在することから、降着円盤からの放射を観測していると考えられる。そのため、モニター観測によって、2種類の可視時間変動の変わり目がどのようになっているかを観測することは、降着円盤の状態を調べる上で、非常に重要になる。

 $XSS\,J12270-4859\,$ の時間変動は非常に特異的であり、類似する特徴を示す天体が他に一切存在しない。本天体の時間変動の特異性は、全天で 1 天体しか知られていない赤色巨星を伴星に持つマイクロクェーサーの $GRS\,1915+105\,$ や、2 天体しか知られていない II 型バースターの Rapid Burster や Bursting Pulsar の時間変動の特異性に匹敵するといえる。そのため、本天体は未知なる種族の天体の可能性がある。実際、近年の高精度な Chandra 衛星、XMM-Newton 衛星、INTEGRAL 衛星、Fermi 衛星などによって、今まで知られていなかった天体が多数発見されているが、その多くは対応天体、およびその正体が知られていない。今後、 $XSS\,J12270-4859\,$ を詳細に調べること、および類似天体を探すことによって、未知の種族の天体に関する新たな知見が得られると期待される。もし、類似天体が多数存在するのであれば、銀河系内 X 線天体の個数密度を再考する際に重要な要素となるだろう。

第8章

結論

本論文では、特異天体 XSS J12270-4859 の多波長観測によって、以下の事柄を行った。

- 1. X 線衛星すざくによる観測データを使用し、天体の Intermediate Polar という種族分類は誤りであることを示し、その正体は低質量 X 線連星系であることを明らかにした。さらに、天体は非常に特異的な時間変動を示していることを発見した。
- 2. X 線衛星 RXTE と X 線衛星 Swift のアーカイブデータを使用し、長い時間スケールにわたって天体は特異な時間変動を示していることを確認した。
- 3. 天体の放射機構を解明するため、X 線衛星 RXTE と近赤外線望遠鏡 IRSF を用いて、多波長同時 観測を行い、X 線増光と同期して近赤外線でも増光を示すことを明らかにした。
- 4. 近赤外線領域で偏光観測を実施し、有意な偏光は検出できなかった。
- 5. Fermi 衛星の γ 線天体カタログを用いて、天体が γ 線を放射していることから、天体の赤外線、可視光、X 線、 γ 線放射機構を説明するモデルを提案した。
- 6. 様々な X 線連星系と特徴を比較し、天体の時間変動や γ 線放射は他に類を見ず、新たな種族の天体であることを提案した。

学術論文

Arnaud, K. A. 1996, in ASP Conf. Ser. 101, Astronomical Data Analysis Software and Systems V, ed. Jacoby, G., & Barnes, J. (San Francisco, CA: ASP), 17

Bandyopadhyay, R. M., Shahbaz, T., Charles, P. A., & Naylor, T. 1999, MNRAS, 306, 417

Belloni, T., Klein-Wolt, M., Méndez, M., van der Klis, M., & van Paradijs, J. 2000, A&A, 355, 271

Bird, A. J., et al. 2007, ApJS, 170, 175

Bird, A. J., et al. 2010, ApJS, 186, 1

Blackburn, J. K. 1995, in ASP Conf. Ser. 77, Astronomical Data Analysis Software and Systems IV, ed. Shaw, R. A., Payne, H. E., & Hayes, J. J. E. (San Francisco, CA: ASP), 367

Boldt, E. 1987, Phys. Rep., 146, 215

Bradt, H. V., Rothschild, R. E., & Swank, J. H. 1993, A&AS, 97, 355

Buckley, D. A., & Tuohy, I. R. 1989, ApJ, 344, 376

Burrows, D. N., et al. 2005, Space Sci. Rev., 120, 165

Butters, O. W., Norton, A. J., Hakara, P., Mukai, K., & Barlow, E. J. 2008, A&A, 487, 271

Butters, O. W., Katajainen, S., Norton, A. J., Lehto, H. J., & Piirola, V. 2009, A&A, 496, 891

Choi, C. -S., Dotani, T., & Agrawal, P. C. 1999, ApJ, 525, 399

Christian, D. J., & Swank, J. H. 1997, ApJS, 109, 177

Clark, J. S., Steele, I. A., Fender, R. P., & Coe, M. J. 1999, A&A, 348, 888

Copper, M. 1990, Space Sci. Rev., 54, 195

Covino, S., Negueruela, I., Campana, S., Israel, G. L., Polcaro, V. F., Stella, L., & Verrecchia, F. 2001, A&A, 374, 1009

de Martino, D., Matt, G., Belloni, T., Haberl, F., & Mukai, K. 2004, A&A, 415, 1009

Bicke, R. H., Peebles, P. J. E., Roll, P. G., & Wilkinson, D. T. 1965, ApJ, 142, 414

Dickey, J. M., & Lockman, F. J. 1990, ARA&A, 28, 215

Ebisawa, K., Maeda, Y., Kaneda, H., & Yamauchi, S. 2001, Science, 293, 1633

Ebisawa, K., et al. 2005, ApJ, 635, 214

Ebisawa, K., et al. 2008, PASJ, 60, S223

Ezuka, H., & Ishida, M. 1999, ApJS, 120, 277

Fukazawa, Y., et al. 2009, PASJ, 61, S17

Gehrels, N., et al. 2004, ApJ, 611, 1005

Giacconi, R., Gursky, H., Paolini, F., & Rossi, B. 1962, Phys. Rev. Lett., 9, 439

Giacconi, R., et al. 2002, ApJS, 139, 369

Grimm, H, -J., Gilfanov, M., & Sunyaev, R. 2002, A&A, 391, 923

Hands, A. D. P., Warwick, R. S., Watson, M. G., & Helfand, D. J. 2004, MNRAS, 351, 31

Harris, W. F. 1996, AJ, 112, 1487

Hasinger, G., & van der Klis, M. 1989, A&A, 225, 79

Hong, J., Schlegel, E. M., & Grindlay, J. E. 2004, ApJ, 614, 508

Ishida, M., Okada, S., Hayashi, T., Nakamura, R., Terada, Y., Mukai, K., & Hamaguchi, K. 2009, PASJ, 61, S77

Ishisaki, Y., et al. 2007, PASJ, 59, S113

Jahoda, K., Swank, J. H., Giles, A. B., Stark, M. J., Strohmayer, T., & Zhang, W. 1996, Proc. SPIE, 2808, 59

Jahoda, K., Markwardt, C. B., Radeva, Y., Rots, A. H., Stark, M. J., Swank, J. H., Strohmayer, T. E., & Zhang, W. 2006, ApJS, 163, 401

Kalberla, P. M. W., Burton, W. B., Hartmann, D., Arnal, E. M., Bajaja, E., Morras, R., & Pöppel, W. G. L. 2005, A&A, 440, 775

Kandori, R., et al. 2006, Proc. SPIE, 6269, 159

Kennea, J. A., Mukai, K., Sokoloski, J. L., Luna, G. J. M., Tueller, J., Markwardt, C. B., & Burrows, D. N. 2009, ApJ, 701, 1992

Kokubun, M., et al. 2007, PASJ, 59, S53

Koyama, K., Makishima, K., Tanaka, Y., & Tsunemi, H. 1986, PASJ, 38, 121

Koyama, K., et al. 2007, PASJ, 59, S23

Krivonos, R., Revnivtsev, M., Churazov, E., Sazonov, S., Grebenev, S., & Sunyaev, R. 2007, A&A, 463, 957

Landi, R., Bassani, L., Dean, A. J., Bird, A. J., Fiocchi, M., Bazzano, A., Nousek, J. A., & Osborne, J. P. 2009, MNRAS, 392, 630

Lewin, W. H. G., et al. 1976, ApJ, 207, L95

Lewin, W. H. G., Rutledge, R. E., Kommers, J. M., van Paradus, J., & Kouveliotou, C. 1996, ApJ, 462, L39

Luna, G. J. M., & Sokoloski, J. L. 2007, ApJ, 671, 741

Mahasena, P. 2001, Ph.D. thesis, University of Tokyo

Masetti, N., Palazzi, E., Bassani, L., Malizia, A., & Stephen, J. B. 2004, A&A, 426, L41

Masetti, N., et al. 2006, A&A, 449, 1139

Masetti, N., et al. 2006, A&A, 459, 21

Mikolajewska, J. 2003, in ASP Conf. Ser. 303, Symbiotic stars Probins Stellar Evolution, ed. Corradi, R. L. H., Mikolajewska, R., & Mahoney, T. J. (San Francisco, CA: ASP), 9

Mirabel, I. F., Dhawan, V., Chaty, S., Rodríguez, L. F., Martí, J., Robinson, C. R., Swank, J., & Geballe, T. R. 1998, A&A, 330, L9

Mitsuda, K., et al. 2007, PASJ, 59, S1

Monet, D. G., et al. 2003, AJ, 125, 984

Moretti, A., et al. 2005, Proc. SPIE, 5898, 360

Nagashima, C., et al. 1999, Proc. Star Formation 1999, 397

Nagayama, T., et al. 2003, Proc. SPIE, 4841, 459

Nagayama, T. 2004, Ph.D. thesis, Nagoya University

Ochsenbein, F., Bauer, P., & Marcout, J. 2000, A&AS, 143, 23

Osaki, Y. 1996, PASP, 108, 39

Pagani, C., et al. 2006, ApJ, 645, 1315

Pandel, D, Córdova, F. A., Mason, K. O., & Priedhorsky, W. C. 2005, ApJ, 626, 396

Patterson, J. 1994, PASP, 106, 209

Pretorius, M. L. 2009, MNRAS, 395, 386

Ramsay, G., Hakala, P., Marsh, T., Nelemans, G., Steeghs, D., & Cropper, M. 2005, A&A, 440, 675

Rana, V. R., Singh, K. P., Schlegel, E. M., & Barrett, P. E. 2006, ApJ, 642, 1042

Revnivtsev, M., Sazonov, S., Jahoda, K., & Gilfanov, M. 2004, A&A, 418, 927

Revnovtsev, M., Sazonov, S., Gilfanov, M., Churazonv, E., & Sunyaev, R. 2006, A&A, 452, 169

Revnivtsev, M., Sazonov, S., Churazov, E., Forman, W., Vikhlinin, A., & Sunyaev, R. 2009, Nature, 458, 1142

Saitou, K., Tsujimoto, M., Ebisawa, K., & Ishida, M. 2009, PASJ, 61, L13

Scargle, J. D. 1998, ApJ, 504, 405

Serlemitsos, P. L., et al. 2007, PASJ, 59, S9

Skrutskie, M. F., et al. 2006, ApJ, 131, 1163

Steeghs, D., & Casares, J. 2002, ApJ, 568, 273

Sugizaki, M., Mitsuda, K., Kaneda, H., Matsuzaki, K., Ymauchi, S., & Koyama, K. 2001, ApJ, 134, 77

Suleimanov, V., Revnivtsev, M., & Ritter, H. 2005, A&A, 435, 191

Takahashi, T., et al. 2007, PASJ, 59, S35

Valinia, A., Tatischeff, V., Arnaud, K., Ebisawa, K., & Ramaty, R. 2000, ApJ, 543, 733

van Paradijs, J., & McClintock, J. E. 1994, A&A, 290, 133

Vaughan, S. 2005, A&A, 431, 391

Warwick, R. S., Turner, M. J. L., Watson, M. G., & Willingale, R. 1985, Nature, 317, 218

Wilms, J., Allen, A., & McCray, R. 2000, ApJ, 542, 914

Worrall, D. M., Marshall, F. E., Boldt, E. A., & Swank, J. H. 1982, ApJ, 255, 111

Yamasaki, N. Y., et al. 1997, ApJ, 481, 821

Zechmeister, M., & Kürster, M. 2009, A&A, 496, 577

英文教科書、参考書

Bode, M. F., & Evans, A. 2008, Classical Novae, Cambridge Astrophysics Series 43 (Cambridge University Press)

Cox, A. ed. 2000, Allen's Astrophysical Quantities fourth edition (Springer)

- Hellier, C. 2001, Cataclysmic Variable Stars How and why they vary (Springer)
- Lewin, W. H. G., van Paradijs, J., & van den Heuvel, E. P. J. ed. 1995, X-Ray Binaries, Cambridge Astrophysics Series 26 (Cambridge University Press)
- Lewin, W. H. G., & van der Klis, M. ed. 2006, Compact Stellar X-Ray Sources, Cambridge Astrophysics Series 39 (Cambridge University Press)
- Percy, J. R. 2007, Understanding Variable Stars (Cambridge University Press)
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 2007, Numerical Recipes The Art of Scientific Computing Third Edition (Cambridge University Press)
- Spizer, L., Jr. 2004, Physical Processes in the Interstellar Medium (Weinheim: Willey-VCH Verlag) Trümper, J. E., & Hasinger, G. ed. 2008, The Universe in X-Rays (Springer)
- Warner, B. 1995, Cataclysmic Variable Stars, Cambridge Astrophysics Series 28 (Cambridge University Press)

和文教科書、記事

- 家正則、岩室史英、舞原俊憲、水本好彦、吉田道利 編 「シリーズ現代の天文学 15 宇宙の観測 I —光・ 赤外天文学 」 2007 年 (日本評論社)
- 井上一、小山勝二、高橋忠幸、水本好彦 編 「シリーズ現代の天文学 17 宇宙の観測 III ―高エネルギー 天文学 」 2008 年 (日本評論社)
- 尾崎洋二 「天文月報 第 93 巻 第 7 号 矮新星の研究 矮新星爆発メカニズム— 」 2000 年 (日本天文学会)
- 野本憲一、定金晃三、佐藤勝彦 編 「シリーズ現代の天文学 7 恒星」 2009 年 (日本評論社)
- 福江純 「輝くブラックホール降着円盤 ―降着円盤の観測と理論―」 2007年 (プレアデス出版)

マニュアル情報

- SIRPOL manual v11 http://optik2.mtk.nao.ac.jp/~kandori/SIRPOL_files/ SIRPOLmanual-v11.pdf
- The Suzaku Technical Description http://www.astro.isas.jaxa.jp/suzaku/doc/suzaku_td.pdf
 The Swift Technical Handbook Version 6.0 http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/swift/
 proposals/tech_appd/ta/ta.html
- Swift Explorer News Media Kit http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/swift/news/2004/swift_presskit.pdf
- 「すざく」ファーストステップマニュアル http://cosmic.riken.jp/suzaku/help/guide/fstep/suzaku_fstep090717.pdf

ウェブツール

Montage http://montage.ipac.caltech.edu/

Object Visibility http://catserver.ing.iac.es/staralt/index.php

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

VizieR http://vizier.u-strasbg.fr/

ウェブページ

2MASS at IPAC http://www.ipac.caltech.edu/2mass/

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

INTEGRAL General Reference Catalog http://www.isdc.unige.ch/integral/data/catalog

LAT 1-year Point Source Catalog http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/1yr_catalog/

NASA HEASARC: RXTE Guest Observer Facility http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xte/xtegof.html

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

Official NASA Swift Homepage http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/swift/swiftsc.html

SIRPOL Page http://optik2.mtk.nao.ac.jp/~kandori/SIRPOL.html

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

南アフリカ赤外線天体観測所 IRSF http://www.z.phys.nagoya-u.ac.jp/~irsf/

付録A

観測されたカラーから天体までの距離を 推定する方法

本付録では、観測された光が恒星から放射されたものだと仮定し、カラーから天体までの距離を推定する方法について述べる。

A.1 序論

天体からの光は星間物質 (interstellar medium, ISM) により減光 (extinction) を受ける。可視・近赤外線領域の光子と星間物質の主な相互作用はレイリー散乱であり、その散乱断面積は、波長の 4 乗に反比例する。したがって、星間物質の柱密度が高いほど、天体からの放射は、本来の色よりも赤くなって観測される (reddening)。つまり、近赤外線の J,H,K バンドで観測を行った場合、J バンドが一番減光の影響を受けることになる。

天体本来の等級 V_{int} は、減光の影響を受け、 V_{obs} で観測されることになる。この時の関係は、

$$V_{\rm obs} = V_{\rm int} + A_V$$

である。ここで、 A_V は減光量 (mag) である。

Allen's Astrophysical Quantities 4th ed. (以後、AAQ とする) の p.527 より、水素柱密度 $N_{\rm H}$ と、B バンド、V バンドにおける減光には、

$$\frac{N_{\rm H}}{E(B-V)} = 5.8 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2} \text{ mag}^{-1}$$
(A.1)

の関係がある。ここで、 $E(B-V) \equiv A_B - A_V$ であり、色超過 (color excess) と呼ばれる。

A.2 各フィルターにおける減光量を水素柱密度で記述

AAQ (p.527) より、V バンドにおける減光と B バンドにおける減光には、

$$R_V \equiv rac{A_V}{E(B-V)} = rac{A_V}{A_B-A_V} = egin{cases} 3.1 & ext{ (diffuse ISM の場合)} \ 4\sim5 & ext{ (星形成領域などの dense cloud の場合)} \end{cases}$$

の関係がある。(A.1) 式を変形すれば、V バンドにおける減光と水素柱密度の関係式は、ISM の場合、

$$N_{\rm H} = 5.8 \times 10^{21} \ \frac{A_V}{3.1} \sim 1.87 \times 10^{21} \ A_V \ {\rm cm}^{-2}$$

となる。また、各バンドでの A_{λ}/A_{V} の値は表 A.1のようになる。表 A.1より、各バンドでの減光は、

$$N_{\rm H} = 1.87 \times 10^{21} \; \frac{A_J}{0.282} \sim 6.63 \times 10^{21} \; A_J \qquad \Longrightarrow \qquad A_J \sim 15 \times 10^{-23} \; N_{\rm H}$$
 (A.2)

$$N_{\rm H} = 1.87 \times 10^{21} \ \frac{A_H}{0.176} \sim 1.06 \times 10^{22} \ A_H \qquad \Longrightarrow \qquad A_H \sim 9.4 \times 10^{-23} \ N_{\rm H}$$
 (A.3)

$$N_{\rm H} = 1.87 \times 10^{21} \ \frac{A_H}{0.176} \sim 1.06 \times 10^{22} \ A_H \qquad \Longrightarrow \qquad A_H \sim 9.4 \times 10^{-23} \ N_{\rm H}$$

$$N_{\rm H} = 1.87 \times 10^{21} \ \frac{A_K}{0.108} \sim 1.73 \times 10^{22} \ A_K \qquad \Longrightarrow \qquad A_K \sim 5.8 \times 10^{-23} \ N_{\rm H}$$

$$(A.3)$$

と表すことができる。確かに波長の短い方が減光を受けやすいことが分かる。

表 A.1 様々な波長における $A_V=1$ mag に相当する減光量 ($\cos 2000$ を元に作成)

バンド	波長 λ	A_{λ}/A_{V}		
	$(\mu \mathrm{m})$	$R_V = 3.1$	$R_V = 5$	
U	0.365	1.56	1.33	
B	0.44	1.31	1.20	
V	0.55	1.00	1.00	
R	0.7	0.749	0.794	
I	0.9	0.479	0.556	
J	1.25	0.282	0.327	
H	1.65	0.176	0.204	
K	2.2	0.108	0.125	
L	3.4	0.051	0.059	

A.3 観測された等級と減光量から本来の等級の見積り

例えば XSS J12270-4859 の場合、SIMBAD *1 より、J, H, K バンドでの実視等級はそれぞれ、

$$J_{\text{obs}} = 15.731 \text{ mag}$$
 $H_{\text{obs}} = 15.425 \text{ mag}$ $K_{\text{obs}} = 15.310 \text{ mag}$

である。ここで水素柱密度を $N_{
m H}=1.0 imes10^{21}~{
m cm^{-2}}$ と仮定すると、 $({
m A.2})$ 式、 $({
m A.3})$ 式、 $({
m A.4})$ 式から減 光を受けていない本来の実視等級が分かり、

$$J_{
m obs} = J_{
m int} + A_J$$
 $H_{
m obs} = H_{
m int} + A_H$ $K_{
m obs} = K_{
m int} + A_K$ $J_{
m int} = 15.581~{
m mag}$ $H_{
m int} = 15.331~{
m mag}$ $K_{
m int} = 15.252~{
m mag}$

となる。これより減光を受けていないカラーは、

$$(J-H)_{\text{int}} = 0.25 \text{ mag}$$
 $(H-K)_{\text{int}} = 0.079 \text{ mag}$

となる。

^{*1} http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/

A.4 カラーの値から天体のスペクトルタイプを推定

上で求めたカラーの値が伴星のものだと仮定する。さらに伴星は主系列星、すなわちルミノシティークラスは V であるとする。すると、 $AAQ\ (p.151)$ より天体のスペクトルタイプは、

- ullet $(J-H)_{
 m int}=0.25$ の星は、 ${
 m F5V} \sim {
 m F7V}$
- $(H K)_{int} = 0.079$ の星は、K0V

であることが分かる。

A.5 スペクトルタイプから各バンドにおける絶対等級を推定

スペクトルタイプが求まったので、これから典型的な天体の場合の絶対等級を求めることができる。AAQ(p.388) より、上記のスペクトルタイプの主系列星の場合、V バンドでの絶対等級は、

- F5V の場合、 $M_V = +3.5$
- KOV の場合、 $M_V = +5.9$

である。ここで AAQ (p.151) より、V バンドと K バンドのカラーの関係を用いれば、

- F5V の場合、V − K = 1.10
- KOV の場合、V − K = 1.96

であるから、

$$(V-K)_{\mathrm{int}}=M_V-M_K=egin{cases} 1.10 \\ 1.96 \\ M_K=egin{cases} +2.4 & ext{(F5V の場合)} \\ +3.94 & ext{(K0V の場合)} \end{cases}$$

と、V バンドの絶対等級を K バンドでの絶対等級に換算することができる。

A.6 天体までの距離を推定

以上を用いて天体までの距離を推定することができる。実視等級m、絶対等級Mと距離dの関係式は、

$$m - M = 5\log\left(\frac{d}{10\text{ pc}}\right)$$

である。ここで、m-M を距離指数 (distance modulus) という。 ${
m F5V}$ と ${
m K0V}$ の場合で、それぞれ天体までの距離は、

$$K-M_K=5\log\left(\frac{d}{10}\right)$$

$$K-M_K=5\log\left(\frac{d}{10}\right)$$

$$d_{\rm F5V}\sim 3.7~{\rm kpc}$$

$$d_{\rm K0V}\sim 1.8~{\rm kpc}$$

となる。

謝辞

本修士論文を完成させるために、また、大学院生活を過ごすために、沢山の方々の支えがありました。 この場を借りてお礼申し上げたいと思います。

指導教員である海老沢研教授には、楽しく研究を行う機会と助言を頂きました。本研究の発端となった、すざく衛星による XSS J12270—4859 の観測は、海老沢教授が観測提案を出されたものです。観測が行われる時期に修士課程に入学し、多くの新しいデータに触れることができたのは幸運だと思います。加えて、修士課程の間にイタリア、南アフリカ共和国に行く機会を与えて下さり、非常に貴重な経験を積むことができました。ありがとうございます。宇宙科学研究本部の辻本匡弘助教には、研究に関するあらゆる事柄を指導して頂きました。論文の書き方から、観測提案書の書き方、ポスターの書き方、論理的な日本語や英語の書き方、学会参加の心構え、解析の仕方、解析ノートの作り方など、すべて挙げることができないくらい、多くのことを教えて頂きました。研究を始める修士課程から辻本助教の指導を受け、研究を行うことができたのは、何にも代え難い幸せなことであります。ご指導頂いたことは、今後の研究生活において大きな強みになると確信しております。ありがとうございます。立教大学の武井大さんには、入学したてで天体解析の方法が分からなかった頃、研究に使える解析方法を徹夜で指導して頂きました。その後も、解析やコンピューターなどの面で多くのアドバイスを頂きました。ありがとうございます。

宇宙科学研究本部の石田学教授には、すでに出版された論文の共著者として議論して頂きました。また、その他にも白色矮星に関する研究で、何度も議論をして頂きました。NASA Goddard Space Flight Center の向井浩二さんには、本研究の議論に加わって頂き、重要な意見を頂きました。また、本研究のRXTE 衛星の ToO 観測は、向井さんに共同観測提案者として参加して頂き、観測提案書の推敲をして頂きました。名古屋大学の永山貴宏さんには、IRSF 望遠鏡で観測指導、および近赤外線観測の解析手法を教えて頂きました。おかげで初めての地上観測を実りあるものにできました。

岡山天体物理観測所の今田明さんには、天体の変動や距離に関するコメントを頂きました。宇宙科学研究本部の堂谷忠靖教授には、バースト天体に関するコメントを頂きました。立教大学の北本俊二教授、柴崎徳明教授には、立教大学のランチョンで研究発表する機会を与えて頂き、また、類似天体を紹介して頂きました。京都大学の西山正吾さんには、放射機構に関するコメントを頂くとともに、近赤外線偏光観測の解析方法についてアドバイスを頂きました。東京理科大学の吉田鉄生さんには、ブラックホール降着円盤の状態についてご指導して頂きました。I thank Magaretha L. Pretorius, Patrick A. Woudt, and Stephen B. Potter for the discussion about the object in the University of Cape Town. I acknowledge Jeffrey D. Scargle and Mathias Zechmenster for providing the Bayesian Block and the Generalised

108 謝辞

Lomb-Scargle scripts, respectively.

東京大学の加藤大輔さんには、IRSF 望遠鏡で 2009 年 1 月のデータを取得して頂きました。IRSF 望遠鏡の管理に携わる皆様より、貴重な観測時間を 1 週間も頂きました。本研究は、IRSF 望遠鏡の観測データなしには完成しませんでした。 I am also grateful to all the RXTE team that they conducted Target of Opportunity observations in 2009 March. The data obtained in the simultaneous X-ray and near-infrared observations have been precious for astrophysics.

IRSF 望遠鏡で観測を行うために、南アフリカ共和国への渡航費用を日本天文学会 早川幸男基金より援助して頂きました。南アフリカでは、普段の X 線を用いた研究だけでは味わうことのできない、貴重な観測経験を積むことができました。

This research made use of data obtained from Data ARchives and Transmission System (DARTS), provided by Center for Science-satellite Operation and Data Archives (C-SODA) at ISAS/JAXA, and from the High Energy Astrophysics Science Archive Research Center Online Service, provided by the NASA/Goddard Space Flight Center. We also made use of the SIMBAD database and the VizieR catalogue access tool, operated at CDS, Strasbourg, France. IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation. 以上の方々に厚く感謝を申し上げます。ありがとうございました。

宇宙科学研究本部の同期である、古関優くん、佐藤拓郎くん、杉本宗一郎くん、藤永貴久くん、松田桂子さんと共に研究生活を送りました。普段の生活はもちろんのこと、古関くんには HXD について、松田さんには XIS について色々と教えて頂きました。常に実験をしており、なかなか会う機会のない佐藤くんと出会えた日は、ラッキーな気分になりました。杉本くんは居室が異なる階であり、会う機会が少なかったですが、同期をまとめてくれました。藤永くんとは、研究生活を過ごす上で必須なお菓子を交換し合いました。研究室の先輩である、宮川雄大さん、吉田鉄生さん、森鼻久美子さんには支えられてばかりでした。宮川さんには、気付けばさすが宮川さんと言ってしまうくらい、助けて頂きました。吉田さんには、物事を考える際に必要な甘味を沢山頂きました。森鼻さんには、研究室の雰囲気を明るくして頂きました。また、宇宙科学研究本部で同室になった篠崎慶亮さん、吉野友崇さん、中村良子さん、木村俊介さん、佐藤拓郎くん、関谷典央くんには、色々と助けて頂いたり、様々なご迷惑をかけたと思います。東京大学の同期、国立天文台の同期、東北大学の同期とは、研究所が異なるため会う機会が少なかったですが、学会やイベント時には、非常に楽しい時間を過ごすことができました。南アフリカ共和国で橋本家に夕食をごちそうしてもらい、二週間ぶりの日本食を食べました。家族には、経済的、生活的な支援のみならず、あらゆることで助けて頂きました。安心して研究に没頭することができたのも、家族のおかげです。以上の皆様、様々な面でありがとうございました。

最後に、ここで挙げられなかった他の多くの人達との関わりを含め、皆様の助けなしでは本研究は完成 しませんでした。皆様より受けた援助を元に、次のステップに進んでいきたいと思います。ありがとうご ざいました。