すざく衛星による矮新星からの

X線放射の研究

東京大学大学院理学系研究科天文学専攻修士課程 宇宙航空研究開発機構宇宙科学本部 wada@astro.isas.jaxa.jp

和田 師也

指導教員 海老沢 研 教授

平成26年3月14日

目 次

第1章		13
第2章	激変星 (Cataclysmic Variables)	15
2.1	激変星	16
	2.1.1 古典新星 (Classical Nova)	16
	2.1.2 回帰新星 (Recurrent Nova)	17
	2.1.3 矮新星 (Dwarf Nova)	17
	2.1.4 新星様変光星 (Nova Like)	18
	2.1.5 DQ Her 型星 (Intermediate Polar)	20
	2.1.6 AM Her 型星 (Polar)	21
	2.1.7 AM CVn 型星	22
2.2	矮新星のアウトバーストのメカニズム	22
	2.2.1 円盤の熱不安定性モデル	22
	2.2.2 円盤の潮汐不安定性モデル	23
2.3	矮新星の X 線観測	25
	2.3.1 アウトバースト時の矮新星からの X 線	25
	2.3.2 矮新星からの X 線放射	25
	2.3.3 静穏時とアウトバースト時の境界層の構造	26
	2.3.4 あすか衛星による磁場の弱い激変星の観測	27

	2.3.5 XMM ニュートン衛星による矮新星の観測	28
第3章	X 線天文衛星すざく	31
3.1	概要	32
3.2	軟 X 線反射望遠鏡 (XRT)	33
3.3	X線CCDカメラ (XIS)	35
	3.3.1 X線 CCD カメラについて	35
	3.3.2 XIS の構造	36
	3.3.3 XIS の較正	37
	3.3.4 XIS の性能	37
	3.3.5 XIS の性能の時間変化	38
3.4	硬 X 線検出器 (HXD)	40
第4章	観測とデータ処理	43
第 4 章 4.1	観測とデータ処理 観測	43 44
第4章 4.1 4.2	観測とデータ処理観測データ処理	43 44 47
第4章 4.1 4.2 第 5 章	 観測とデータ処理 観測 データ処理 解析と結果 	 43 44 47 53
第4章 4.1 4.2 第5章 5.1	 観測とデータ処理 観測	 43 44 47 53 54
第4章 4.1 4.2 第 5 章 5.1 5.2	観測とデータ処理 観測	 43 44 47 53 54 54
第4章 4.1 4.2 第 5 章 5.1 5.2	観測とデータ処理 観測	 43 44 47 53 54 54 54
第4章 4.1 4.2 第 5 章 5.1 5.2	観測とデータ処理 観測	 43 44 47 53 54 54 54 63
第4章 4.1 4.2 第 5 章 5.1 5.2	観測とデータ処理 観測	 43 44 47 53 54 54 54 63 66
第4章 4.1 4.2 第 5章 5.1 5.2	 観測とデータ処理 観測	 43 44 47 53 54 54 63 66 73

	6.2	各フェイズにおける X 線放射領域	75
	6.3	アウトバースト時の2つのタイプの違い	76
	6.4	遷移時における強い部分吸収................................	83
	47.		05
1J :	荻 A	XIS のコンタミネーション问起	95
	A.1	概要	96
	A.2	コンタミネーションモデルの改訂	96



2.1	古典新星の光度曲線の概念図....................................	16
2.2	回帰新星 RS Oph の光度曲線	18
2.3	矮新星 U Gem の光度曲線	18
2.4	矮新星 Z Cam の光度曲線	19
2.5	周期-質量降着率図	20
2.6	DQ Her 型星の模式図	21
2.7	DQ Her 型星の降着柱の模式図	21
2.8	AM Her 型星の模式図	21
2.9	AM Her の X 線スペクトル図	21
2.10	矮新星における降着円盤のリミットサイクル	23
2.11	SU UMa 型矮新星のスーパーサイクル	24
2.12	アウトバースト時の矮新星の多波長観測	26
2.13	矮新星 SS Cyg の境界層の構造	27
2.14	弱磁場激変星の X 線光度と軌道周期の関係図	28
2.15	弱磁場激変星の X 線光度と軌道傾斜角の関係図	29
2.16	静穏時の矮新星の質量降着率と軌道周期の関係図	30
3.1	X 線天文衛星すざくの外観	32
3.2	X 線天文衛星すざくの軌道	33

3.3	XRT の外観と配置図	35
3.4	XIS の外観と断面図	36
3.5	XIS の FI と BI の量子効率の比較図	37
3.6	XIS の CCD カメラの概略図	37
3.7	XIS 1 と XIS 3 の frame dump イメージ	39
3.8	XIS SCI のイメージ	39
3.9	HXD の外観と断面図	41
3.10	HXD Well ユニットの断面図	41
4.1	矮新星のサブタイプごとの分布図	47
4.2	すざく衛星での観測時の可視での状態 (1)	48
4.2	すざく衛星での観測時の可視での状態 (2)	49
4.2	すざく衛星での観測時の可視での状態 (3)	50
5.1	σ/CR の分布	54
5.2	すざく衛星による 0.2–10.0 keV のライトカーブ (1)	55
5.2	すざく衛星による 0.2–10.0 keV のライトカーブ (2)	56
5.2	すざく衛星による 0.2–10.0 keV のライトカーブ (3)	57
5.3	HR の分布図	57
5.4	すざく衛星によって得られた 0.25–10.0 keV のスペクトル (1)	59
5.4	すざく衛星によって得られた 0.25–10.0 keV のスペクトル (2)	60
5.4	すざく衛星によって得られた 0.25–10.0 keV のスペクトル (3)	61
5.5	部分吸収を加えたベストフィットモデル	64
5.6	アウトバーストおよびスーパーアウトバースト時を 2.0 keV 以上でフィットした図	67
5.7	アウトバースト時のベストフィットモデル	69

5.8	スーパーアウトバースト時のベストフィットモデル	70
6.1	XMM-Newton 衛星による矮新星 Z Cha の食の X 線観測	76
6.2	矮新星の X 線放射領域の構造	77
6.3	$t_{\rm ff} \text{ vs } t_{\rm ad}$ プロット	79
6.4	PSAC モデルのジオメトリー	80
6.5	$S \text{ vs } t_{\text{ad}}/t_{\text{ff}}$ プロット	81
6.6	異なる α における密度の変化のシミュレーション	82
6.7	遷移時のデータのエネルギーバンドごとのカウントレートと、ハードネス比のライト	
	カーブ	84
6.8	ハードネス比の大小で分けたスペクトル	85
A.1	E0102 のスペクトルの比較	96
A.2	コンタミネーションのトレンドカーブ	98
A.3	PKS2155 のスペクトルフィット	99

表目次

3.1	すざく衛星の基本性能	34
3.2	OBF hole のリスト	40
4.1	すざく衛星による矮新星の観測ログ	45
4.2	観測した矮新星の基本パラメータ	46
4.3	矮新星のサブタイプと観測時の可視光における状態	51
5.1	tbabs×(mkcflow+gaussian)モデルを用いたフィッティング結果	62
5.2	N _H の比較	63
5.3	中性の部分吸収体を追加したフィッティング結果...............	65
5.4	電離吸収体を追加したフィッティング結果	65
5.5	アウトバースト時の 2 keV 以上のスペクトルを tbabs×(mkcflow+gaussian) モデル を用いてフィットした結果	68
5.6	アウトバースト時のスペクトルのベストフィットパラメーター	71
5.7	スーパーアウトバースト時のスペクトルのベストフィットパラメーター	71
6.1	SS Cyg と U Gem におけるフェイズごとのパラメーターの比較	75
6.2	中性の部分吸収体を追加したフィッティング結果................	86
6.3	電離吸収体を追加したフィッティング結果	87

第1章 序論

矮新星は可視光で大きな光度変化を示す天体であり、1世紀以上も前からアマチュアの天文学者 を始め多くの研究者によって可視光領域においては詳しい研究がなされてきた。その後、X線天文学 が始まった1970年代頃から、矮新星からのX線放射も確認されるようになった。可視光での観測か らは、10³–10⁴ K の温度を持つ降着円盤の外縁部の状態をよく知ることができる。しかし、重力エネ ルギーのほとんどが開放されていると考えられている降着円盤の内縁部 ~ 境界層は10⁵–10⁸ K の温 度に達し、この領域は極端紫外線 ~X線による観測が必要となる。境界層は白色矮星と降着円盤の 間に存在し、円盤のガスが運動エネルギーを失って白色矮星表面に降着する領域である。降着円盤の 内縁部や境界層の観測からは、アウトバーストのエネルギーや質量降着率を直接知ることができるた め、降着円盤モデルを理解する上で重要な鍵となる。

1970年代の終わり頃から、同じサブタイプに分類されている矮新星であっても、その中には X 線で観測するとアウトバースト時に X 線光度が増加するものと、逆にアウトバースト時に X 線光度が 減少する 2 つのタイプが存在することが知られていた。Pringle & Savonije (1979)は、この違いはア ウトバースト時の境界層の密度の大きさに依存すると解釈をしているものの、観測から確認をした例 はない。これは、衛星を用いる X 線観測では、観測予定が数週間 ~ 数ヶ月前には決まっているため、 アウトバースト現象を捉えることは難しいためである。特に、CCD カメラの分解能でのアウトバー ストの観測例はほとんどないため、観測から正確な物理パラメータを制限することは難しかった。

すざく衛星の過去の観測には、Target of Oppotunity (ToO) 観測を用いて矮新星のアウトバー ストの瞬間をとらえた貴重なデータがいくつか存在する。我々は、すざく衛星のアーカイブデータを 用いて、静穏時、アウトバースト時のデータを統計的に調べ、2つの状態の違いを明らかにしようと 考えた。そして、静穏時、アウトバースト時というのは可視光での分類だが、X線の観測データから 分類することができないかを調査した。また、2つのタイプが存在すると考えられているアウトバー スト時のX線の振る舞いをすざく衛星によるX線の詳細な解析から、それぞれの状態で降着円盤か ら白色矮星へのガス降着がどのようになっているかを明らかにする。

第2章 激変星 (Cataclysmic Variables)

Contents

2.1	激変	\blacksquare	
	2.1.1	古典新星 (Classical Nova) 16	
	2.1.2	回帰新星 (Recurrent Nova) 17	
	2.1.3	矮新星 (Dwarf Nova)	
	2.1.4	新星様変光星 (Nova Like) 18	
	2.1.5	DQ Her 型星 (Intermediate Polar) 20	
	2.1.6	AM Her 型星 (Polar)	
	2.1.7	AM CVn 型星 22	
2.2	矮新學	星のアウトバーストのメカニズム	
	2.2.1	円盤の熱不安定性モデル 22	
	2.2.2	円盤の潮汐不安定性モデル23	
2.3	矮新學	星の X 線観測	
	2.3.1	アウトバースト時の矮新星からの X 線	
	2.3.2	矮新星からの X 線放射	
	2.3.3	静穏時とアウトバースト時の境界層の構造 26	
	2.3.4	あすか衛星による磁場の弱い激変星の観測 27	
	2.3.5	XMM ニュートン衛星による矮新星の観測 28	

2.1 激変星

普段は暗い星であるが、ある日突然爆発的に明るく輝く変光星を激変星と呼ぶ。可視光で観測を した時に、その明るさが数秒から数年のタイムスケールで変動する。爆発の頻度や増光の幅などにい くつか種類があるものの、すべて白色矮星と太陽に似た赤色星との半分離近接連星である。赤色星は 近接連星系のロッシュ限界を満たし、その表面からガスが白色矮星に向かって流出しており、流れ出 たガスが白色矮星の表面に降着する過程で激変星からの放射が起こる。

以下では、変動のタイムスケールや放射過程などにより、古典新星 (2.1.1 節)、回帰新星 (2.1.2 節)、矮新星 (2.1.3 節)、新星様変光星 (2.1.4 節)、DQ Her 型星 (2.1.5 節)、AM Her 型星 (2.1.6 節)、 AM CVn 型星 (2.1.7 節) のように激変星を分類し、それぞれについて説明をする。

2.1.1 古典新星 (Classical Nova)

古典新星は、激変星の中で最も古くから知られている天体である。可視光で急激に増光し、3日 程度で最大光度に達する。その後、10–100日かけてゆっくりと元の明るさに戻る (図 2.1)。増光の幅 は、可視光等級で 8–16 mag、明るいものだと 20 mag にも達する。



図 2.1: 古典新星の光度曲線の概念図 (McLaughlin 1943)。横軸は時間、縦軸は等級を表す。3 日程度で急激に増光し、その後ゆっくりと減光する。2-3 mag 減光すると、(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) そのままゆっくり減光、の3 つのパターンにわけられる。

2.1. 激変星

伴星表面の水素ガスは、白色矮星の重力によって引き剥がされて白色矮星の表面に降り積もっていく。ある程度溜まると、白色矮星の強い重力によって高温・高圧の状態となる。ガスの密度がある臨界量を超えると、水素の熱核融合反応が始まる。白色矮星の表層で熱核反応が起こると、生成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。これが古典新星である。古典新星は、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、白色矮星の表層部分のみを吹き飛ばす。一回の爆発で吹き飛ばされる物質の量は、 10^{-5} – $10^{-6} M_{\odot}$ になると見積もられている。また、放出されるエネルギーは 10^{37} – 10^{38} J に達する¹。

爆発を起こした後も伴星からの水素ガスの供給は続くため、熱核反応に必要な量の水素が溜まれ ば再び爆発を起こすと考えられている。普通の古典新星の場合、十分な量の水素が溜まるまでの時間 は 10³–10⁴ 年程度と見積もられている。そのため、基本的に同じ天体からは過去に一度しか爆発の報 告はされていない。しかし、十分な時間が経てば再び爆発が起こると考えられている。

2.1.2 回帰新星 (Recurrent Nova)

古典新星と同じく、白色矮星表面での熱核反応によって爆発を起こし、なおかつ過去に複数回の 爆発が報告されている天体を回帰新星と呼ぶ (図 2.2)。これまでに約 10 天体が発見されている。爆 発の周期は 10-80 年ほどで、古典新星で期待される周期に比べてはるかに短い。回帰新星の伴星は 赤色巨星であり、通常の古典新星より質量降着率が一桁以上大きいことが知られている。そのため、 次の熱核反応を起こすのに必要な水素が溜まるまでに必要な時間が短く、爆発の間隔も短くなってい ると考えられている。

2.1.3 矮新星 (Dwarf Nova)

矮新星は、可視光で1-3ヶ月ごとに2-5 magの増光(アウトバースト)を起こす激変星である。 古典新星ほど明るくないが、古典新星と同様に急な増光を示すため、矮新星と呼ばれる。古典新星の 熱核融合反応による爆発と異なり、アウトバーストは円盤の不安定性によるものである。本論文では、 矮新星が研究の対象となるため、第2.2 節にて詳しい説明を行う。

矮新星はアウトバーストの特徴によって U Gem 型、Z Cam 型、SU UMa 型の3つのタイプ に分類される。U Gem 型は、通常のアウトバースト (以降、アウトバーストと表記)のみを起こす (図 2.3)。アウトバーストに加え、静穏時とアウトバースト時の中間程度の明るさの状態が数日間続

¹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)



Recurrent Nova - RS Oph

図 2.2: 回帰新星 RS Oph の光度曲線 (http://www.aavso.org/sites/default/files/images/lightcurves/rsoph. jpg)。2 回の爆発はそれぞれ 1967 年と 1985 年に起こったものである。

くことがある (図 2.4)。SU UMa 型は、アウトバーストの他に、スーパーアウトバーストを起こす。 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起こり、アウトバーストより 1 mag ほど 明るく、また継続時間も5倍程度長い。



図 2.3: 矮新星 U Gem の光度曲線 (Wheatley et al. 2003)。

2.1.4 新星様変光星 (Nova Like)

伴星からの質量降着率が大きい場合、降着円盤の外縁部は常に高温で、矮新星のアウトバースト が続いたような状態となる。このような激変星を新星様変光星と呼ぶ。可視光で吸収線があるか、そ れとも輝線があるかによって2つに分類され、前者を UX UMa 型、後者を RW Tri 型と呼ぶ。新星 様変光星の降着円盤は光学的に厚いため、軌道傾斜角が小さい場合は吸収線が観測され、逆に軌道傾

2.1. 激変星



図 2.4: 矮新星 Z Cam の光度曲線 (http://www.aavso.org/sites/default/files/images/curve-med.gif)。

斜角が大きい場合には輝線が観測される。したがって、UX UMa 型と RW Tri 型の違いは軌道傾斜 角の大きさによるものである (Warner 1995)。

新星様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 2.5 にそれ らの関係図を示す。降着円盤の熱不安定性及び潮汐不安定性(2.2.1 節)の判定条件により、降着円盤 を持つ激変星は大きく4つに分類できる。熱不安定性の判定条件は、質量降着率の大きさであり、図 中の破線で分けられる。潮汐不安定性の条件は、連星系の軌道周期により、図中の点線で分けられる。 右上の領域は、熱的にも潮汐的にも安定な領域で、観測的には特別な活動性を示さない、新星様変光 星が存在する。右下の領域は、潮汐的には安定しているが熱的に不安定な領域である。この領域には アウトバーストのみを起こす U Gem 型矮新星が存在する。また、右上と右下の領域の境界には、ア ウトバーストを起こすものの、時々活動を休止する Z Cam 型矮新星が位置する。続いて、左上の領 域は熱的には安定だが潮汐不安定である。この領域にはパーマネントスーパーハンパーと呼ばれる激 変星の一群が存在する。これらの激変星は、アウトバーストは起こさないものの、降着円盤が高温で 安定なスーパーアウトバースト状態に常にいると考えられている。最後に右下は、降着円盤が熱的に も潮汐的にも不安定になる領域であり、SU UMa 型矮新星が存在する。SU UMa 型矮新星は、スー パーサイクルの長さによって3つに細分化され、通常の SU UMa 型、スーパーサイクルが 50 日以下 の ER UMa 型、そしてスーパーサイクルが数年と極端に長い WZ Sge 型である。



図 2.5: 周期--質量降着率図 (Osaki 1996)。横軸は公転周期、縦軸は伴星から降着円盤への質量降着率を表す。図中の シンボルは、NL: 新星様変光星、ZC: Z Cam 型矮新星、UG: U Gem 型矮新星、PS: パーマネントスーパーハンパー、 ER: ER UMa 型星、SU: SU UMa 型矮新星、WZ: WZ Sge 型星。

2.1.5 DQ Her 型星 (Intermediate Polar)

白色矮星の磁場が10⁵-10⁷の激変星を DQ Her 型星、もしくは Intermediate Polar (IP) と呼ぶ。 DQ Her 型星は磁場強度が強いため、降着円盤は磁力線を横切って白色矮星に近づくことができず、 磁場による磁気圧と円盤のガス圧の釣り合うところで降着円盤は途切れる (図 2.6)。行き場を失った 降着円盤内のガスは、磁力線に沿って白色矮星の磁極へと集中的に降着する。このときの降着ガスは 白色矮星の表面付近で柱状になり、これを降着柱と呼ぶ。降着柱の模式図を図 2.7 に表す。

降着ガスは降着柱の中で白色矮星に向かってほぼ自由落下するため、降着流の速度は音速を超え る。降着流は衝撃波を形成し、自由落下のエネルギーを熱エネルギーに転換する。このとき衝撃波面 の温度は 10⁸ K 以上となるため、10 KeV 以上の硬 X 線が放射される。放射された硬 X 線の約半分 は白色矮星の表面を照らし、表面温度は 10⁵ K 程度まで暖められ、数十 eV 程度の軟 X 線を放射す る。しかし、DQ Her 型星では軟 X 線より、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。また、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ため、多温度であり、 可視光や赤外線も放射する。

降着柱内部の衝撃波は白色矮星の表面付近に形成されるため、白色矮星の自転に伴って観測者から見え隠れする。そのため、X線の強度変化は白色矮星の自転に同期して変動する。DQ Her 型星の 自転周期は、33 s から 4000 s までの範囲に分布している。



図 2.6: DQ Her 型星の模式図 (Patterson 1994)。



図 **2.7**: DQ Her 型星の降着柱の模式図 (シリーズ現代の天 文学8より)。

2.1.6 AM Her 型星 (Polar)

白色矮星の磁場が 10⁷ G を超えると、磁場が強すぎるために降着円盤を形成することなく、伴 星から引きはがされたガスは磁力線に沿って直接白色矮星表面に落下する (図 2.8)。このような激変 星を AM Her 型星、もしくは Polar と呼ぶ。磁場が強いため、可視光で強い偏光が観測される。X 線の放射機構は DQ Her 型激変星とほぼ同様であるが、磁場が強いため、硬 X 線はシンクロトロン 放射によって冷却され、軟 X 線成分が卓越する (図 2.9)。



図 **2.8:** AM Her 型星の模式図 (Cropper 1990)。左が伴星 で、右が主星である。



図 **2.9:** AM Her の X 線スペクトル図 (Ishida et al. 1997)。 低エネルギー側に $\sim 10^5$ K の黒体放射成分が、高エネルギー 側に $\sim 10^8$ K の降着物質からの熱制動放射成分が見られる。

白色矮星の磁場が極端に強いため、白色矮星と伴星が磁束線で結ばれている。そのため、白色矮 星の自転周期、伴星の自転周期、および連星系の公転周期が同期する。白色矮星の自転周期、すなわ ち連星系の公転周期は 1-5 時間の範囲にあり、半数以上が 2 時間以下に集中している。

2.1.7 AM CVn 型星

激変星の中で、伴星がヘリウム燃焼している主系列星である系を AM CVn 型星と呼ぶ。ヘリウ ムは水素よりも重いため、ヘリウム燃焼をしている主系列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半径が小さいため、連星間距離が小さくなる。そのため、AM CVn 型星 は激変星の中でも特に軌道周期が短く、周期は長いものでも 70 分以下である。現在までに候補天体 を含め約 20 天体が知られている (Ramsay et al. 2007)。最もコンパクトな連星系であるため、超コ ンパクト連星 (ultra-compact binary) と呼ばれることもある。

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 (Nelemans et al. 2004)。また、AM CVn 型星の中には、100–400 pc の距離を仮定すると、X 線光度 が 4×10^{33} – 1×10^{35} erg s⁻¹ 程度の軟 X 線を放射している天体がいくつか存在している (Strohmayer 2002)。しかし、硬 X 線を放射している例は知られていない。

2.2 矮新星のアウトバーストのメカニズム

2.2.1 円盤の熱不安定性モデル

矮新星のアウトバーストの原因は、降着円盤の熱不安定性である (Osaki 1974; Hōshi 1979; Meyer & Meyer-Hofmeister 1981)。降着円盤には低温 (~10³ K) で水素が中性である状態と、高温 (~10⁴ K) で水素が完全電離している状態の、2つの安定な状態が存在する。図 2.10 において、まず降着円盤 の表面密度が小さく、温度の低い状態 A があったとする。このとき水素は中性状態で、安定してい る。伴星表面からはぎ取られたガスが降着するにしたがって、降着円盤の質量が増加し、円盤の温度 が上昇していき、状態 B へと移る。ある温度で水素が電離し始めるが、部分電離した状態は不安定な ため、水素が完全電離しており安定な状態 C へと遷移する。高温状態では降着円盤の粘性が高くな り、円盤内の物質が白色矮星へと一気に落下し、質量降着率が急激に大きくなる。このとき円盤が明 るく輝き、アウトバーストとなる。



図 2.10: 矮新星における降着円盤のリミットサイクル (Hellier 2001)。縦軸は有効温度 T、横軸は降着円盤の単位面積当 たりの質量 (表面密度) Σ 。

2.2.2 円盤の潮汐不安定性モデル

SU UMa 型の矮新星に特徴的なスーパーアウトバーストは、降着円盤の熱–潮汐不安定性によっ て起こる (Whitehurst 1988; Hirose & Osaki 1990)。SU UMa 型矮新星は、アウトバーストも起こす が、そのたびに降着円盤に蓄えられたすべての質量が白色矮星へと降着するわけではない。そのため、 アウトバーストのたびに少しずつ降着円盤の質量が増加していき、半径が大きくなっていく。伴星の 公転周期と降着円盤内のガスの公転周期が 3:1 の共鳴半径になるまで円盤の半径が大きくなると、熱 不安定性による粘性の増大と、潮汐不安定性による潮汐摩擦により、円盤内の角運動量が連星系の公 転角運動量へと引き渡される。その結果、降着円盤内部の角運動量が減り、溜め込んでいた質量が白 色矮星へと一気に落下し、大規模で長い爆発が起こる。このように、熱不安定性に加えて潮汐不安定 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、降着円盤の半径が連星間の距離の 0.47 倍の大きさになること が必要であることが知られている。降着円盤がこのような大きな半径を持つためには、主星の質量 (M_1) と伴星の質量 (M_2) の比 $(q = M_2/M_1)$ が約 0.25 以下であることが必要である。典型的な白色 矮星の質量は 0.8–1.0 M_{\odot} 程度であることから、伴星の質量は 0.2–0.25 M_{\odot} 以下であると見積もるこ とができる。したがって、矮新星における伴星は、低質量の主系列星か褐色矮星であると考えられる。 激変星の公転周期の分布は、2時間より短い天体と3時間より長い天体の2つにきれいに分かれる。そして、2時間から3時間の周期を持つ激変星は極端に少なく、これを周期ギャップと呼ぶ。また、激変星においては、連星系の公転周期と伴星の質量の間に相関があることが知られており、周期 ギャップより周期が短い激変星の伴星の質量は約 0.2 *M*_☉ 以下で、周期ギャップより周期が長い激変 星の伴星の質量は約 0.3 *M*_☉ 以上と見積もられている。SU UMa 型矮新星のほとんどが周期ギャップ 以下の周期を持つという観測事実は、熱–潮汐不安定性モデルとよく一致する。

スーパーアウトバーストが終わると、また半径の小さな降着円盤へと戻り、再びアウトバースト を繰り返して降着円盤が成長していくサイクルが始まる。あるスーパーアウトバーストから次のスー パーアウトバーストまでのひとつのサイクルをスーパーサイクルと呼ぶ。図 2.11 に熱–潮汐不安定性 モデルによる SU UMa の光度曲線シミュレーションの結果を示す。



図 2.11: SU UMa 型矮新星のスーパーサイクル (Ichikawa et al. 1993)。上から、可視光域での光度、降着円盤の半径、 降着円盤の質量、降着円盤の角運動量の時間変化を表す。

2.3 矮新星のX線観測

2.3.1 アウトバースト時の矮新星からのX線

SS Cyg から放射されたと考えられる軟 X 線が検出されて以来 (Rappaport et al. 1974)、多くの 矮新星の X 線観測が行われるようになった (e.g., Heise et al. 1978; Swank et al. 1978; Mason et al. 1978; Ricketts et al. 1979)。そしていくつかの観測結果から、可視光では同じに見えるアウトバース トでも X 線での振る舞いには 2 種類あることがわかってきた。ひとつは SS Cyg タイプで、可視光 でのアウトバースト中に硬 X 線フラックスが極端に弱くなり、軟 X 線成分のみが観測される。もう ひとつは U Gem タイプで、SS Cyg タイプとは逆に可視光でのアウトバースト中に X 線で明るくな る。この振る舞いの違いは、アウトバースト時の X 線を放射するプラズマの密度の違いであると考 えられている (Pringle & Savonije 1979)。SS Cyg タイプは、アウトバースト時にプラズマの密度が 大きくなり、クーリングが効いて温度が下がる。そのため放射のピークが X 線から極端紫外線に下 がり、X 線の光度は小さくなる。一方、U Gem タイプは、アウトバースト時に密度が大きくならず、 クーリングが効かないため、温度もあまり下がらない。しかし質量降着率が増加する分、X 線の光度 は大きくなる。

Mattei et al. (2000) は、アウトバースト時の SS Cyg と U Gem を、可視光、極端紫外線、X 線 の3つの波長帯での同時観測を初めて行った。図 2.12 がそのライトカーブであり、同じアウトバー スト時でも SS Cyg と U Gem で X 線での振る舞いが異なることが見て取れる。SS Cyg タイプは、 可視光でアウトバーストの増光が始まってから1日程度遅れて X 線のライトカーブに変化が起こる。 また、アウトバーストの最中はフラックスが小さくなるものの、アウトバーストの始まりと終わりの 部分で急激な増光が起きている。

2.3.2 矮新星からのX線放射

白色矮星の周囲でケプラー速度で回転している降着円盤から白色矮星表面にガスが着陸すると き、円盤内で働くよりはるかに強い摩擦力が働く。このとき、ガスは 10⁸ K 程度まで加熱され、光 学的に薄いプラズマを形成する。このプラズマ層を境界層 (boundary layer) と呼び、この領域から は硬 X 線が放射される。しかし、アウトバースト時には質量降着率が上昇するため、境界層の粒子密 度が大きくなり、プラズマは光学的に厚くなる。冷却効率は粒子密度の 2 乗に比例するため、プラズ マの温度は ~10⁵ K まで下がる。そのため、アウトバースト時には紫外線が卓越する。

静穏時のX線は、光学的に薄い多温度プラズマからの放射である (e.g., Ishida et al. 1996; Szkody



図 **2.12:** アウトバースト時の矮新星の多波長観測 (Mattei et al. 2000)。左図は、1996 年 10 月の SS Cyg のライトカーブ で、右図は、1977 年 11 月の U Gem のライトカーブである。各図の上段から、可視光 (AAVSO)、極端紫外線 (EUVE)、 X 線 (RXTE) のライトカーブを表す。

et al. 2002; Pandel et al. 2005)。Mukai et al. (2003)は、この静穏時のX線スペクトルが等圧の cooling flow モデルで再現できることを発見した。これは、降着するガスがすべてのエネルギーを光学的に薄 いプラズマからの放射として解放しながら、定常流として冷えていくことを仮定したモデルである。 元々は、銀河団の cooling flow を説明するためのモデルであったが (Fabian et al. 1991)、静穏時の矮 新星の X 線スペクトルもよく再現することができる (Mukai et al. 2003; Pandel et al. 2005; Mukai et al. 2009)。

X線スペクトル解析によって、プラズマの最高温度 kT_{max} と 境界層の光度 L_{BL} が求まれば、降着 円盤から白色矮星への質量降着率 \dot{M}_{BL} を推定できる。平均分子質量を μ 、水素質量を m_{H} として、境界 層に落ち込む物質が、1粒子あたり $\frac{5}{2}kT_{\text{max}}$ のエネルギーを放出すると仮定すると、 $L_{\text{BL}} = \frac{5}{2}\frac{\dot{M}_{\text{BL}}}{\mu m_{\text{H}}}kT_{\text{max}}$ から \dot{M}_{BL} を求めることができる (Fabian 1994; Pandel et al. 2005)。

2.3.3 静穏時とアウトバースト時の境界層の構造

いくつかの矮新星の X 線スペクトルからは、6.4 keV 付近に中性鉄輝線が検出されている (e.g., Mukai et al. 2009; Saitou et al. 2012)。この電離していない鉄輝線は、高温プラズマからの放射が起 源とは考えにくい。この特徴的な輝線は銀河系内の X 線連星系や活動銀河核など、様々な天体から確 認されており、中心天体の付近に存在する冷たく光学的に厚い物質が、1 次放射された X 線を光電効 果によって反射した成分であると考えられている (George & Fabian 1991)。Ishida et al. (2009) は、 静穏時とアウトバースト時の境界層の構造を推定し (図 2.13)、矮新星における冷たい反射物質は、白 色矮星表面と降着円盤によるものだという解釈を与えた。



図 2.13: 矮新星 SS Cyg の静穏時 (左) とアウトバースト時 (右) の境界層の構造 (Ishida et al. 2009)。赤色の部分が X 線を放射する高温プラズマである。プラズマは静穏時には白色矮星の表面付近にのみ存在するが、アウトバースト時には 降着円盤上にコロナのように広がる。プラズマから放射された X 線には、直接観測者に届く成分と、白色矮星表面や降着 円盤によって反射されてから届く成分がある。

2.3.4 あすか衛星による磁場の弱い激変星の観測

Baskill et al. (2005) は、あすか衛星で観測された全部で 34 観測の弱磁場激変星の解析を行った。 その内訳は、古典新星 2 天体 2 観測、新星様変光星 8 天体 9 観測、矮新星 19 天体 23 観測である。

あすか衛星は静穏時の VW Hyi を 2 回観測している。カウントレートは、1 回目と 2 回目で約 4 倍程度異なっている。このように可視光において定義された状態が同じにもかかわらず、X 線のカウ ントレートが大きく異なるのは、質量降着率の違いによるものだと考えられている。この違いは、静穏 時の観測が、アウトバーストが起きてからどの程度経過してから行われたかによるという考えもある。 しかし、過去の VW Hyi の X 線観測の結果 (EXOSAT; van der Woerd & Heise 1987, ROSAT+ ぎ んが; Wheatley et al. 1996, BeppoSAX; Hartmann et al. 1999, XMM-Newton; Pandel et al. 2003) と比較すると、カウントレートの大きさとアウトバーストからの経過時間との間に関係性は見られ ない。

0.01-100 keV の X 線光度は、1×10³⁰-3×10³² erg s⁻¹ に分布しており、軌道周期との間に弱い

相関が見られる (図 2.14)。また、X 線光度と軌道傾斜角の間には、van Teeseling et al. (1996) に よって報告された逆相関が見られる (図 2.15)。しかし、軌道傾斜角の値は不確定性が大きく、根拠は 弱い。



図 2.14: 弱磁場激変星の X 線光度と軌道周期の関係 (Baskill et al. 2005)。名前が付いているものは年周視差によって距離が求められている天体である。X 線光度と軌道周期の間に弱い相関が見られる。

2.3.5 XMM ニュートン衛星による矮新星の観測

Pandel et al. (2005) は、2001 年に打ち上げられた XMM ニュートン衛星による矮新星 10 天体の解析を行った。このうち 9 天体が静穏時の観測である。

標準円盤モデルでは、降着物質の持つ重力エネルギーの約半分が降着円盤から可視光とUV 放 射として解放される。そしてもう半分は、境界層から X 線として放射される (e.g., Lynden-Bell & Pringle 1974)。したがって、円盤の光度 L_{disk} と境界層の光度 L_{bl} はほぼ同程度であることが期待さ れる。しかし、観測から求められた実際の X 線の光度は期待されたよりも小さく、"The mystery of missing boundary layer"として長い間問題となっていた (e.g., Ferland et al. 1982; van Teeseling & Verbunt 1994)。Pandel et al. (2005) は、X 線と UV の同時観測から、UV の放射がすべて円盤からき ているのではなく、白色矮星表面からの寄与も考えることで、 $L_{disk} \approx L_{bl}$ が成り立つことを示した。



図 2.15: 弱磁場激変星の X 線光度と軌道傾斜角の関係 (Baskill et al. 2005)。名前がついている天体は図 2.13 と同じである。X 線光度と軌道傾斜角の間に逆相関が見られる。

また、彼らは静穏時の境界層の X 線スペクトルは、光学的に薄い多温度高温プラズマからの放 射であり、プラズマの温度分布は等圧 cooling flow (2.3.2) で表せるとした。Cooling flow を取り入 れて考えることで、天体の軌道傾斜角、天体までの距離によらず、X 線スペクトルからだけで質量降 着率を求めることができる。ここから、質量降着率は 10^{-10} – $10^{-12} M_{\odot}$ ty⁻¹ のオーダーで 2 桁に分 布しており、Warner (1987) が発見した、軌道周期と質量降着率との間に相関がないことを、X 線観 測からも確認した (図 2.16)。

XMM ニュートンの観測から求めた元素量はほとんどの矮新星で太陽と同程度である。しかし、 U Gem の元素量だけ、窒素が太陽の約5倍、炭素が0.4倍以下と大きく外れている。Long & Gilliland (1999) は、UV による観測から、U Gem の白色矮星大気の元素量を決定し、窒素が太陽の約4倍、炭 素が約 0.1 倍と求めた。彼らは、この太陽の元素量と大きく異なる値の解釈として、白色矮星に進化 する前の CNO サイクルによるものか、白色矮星表面での弱い古典新星爆発の名残だとしている。境 界層の物質は伴星から降着したガスであるため、X 線から求めた元素量は伴星の元素量であり、主星 と伴星のどちらも同程度の値をとっていることがわかる。このことから、U Gem の主星は、白色矮星 に進化する前は CNO サイクルでエネルギーを生成していた重い主系列星であると考えられる。進化 の過程で、伴星は、主星である赤色巨星からの質量輸送によって主に窒素ガスが供給されることで、 その元素組成が大きく変化した。このように考えると、現在主星と伴星の両方において窒素と炭素の



図 2.16: 静穏時の矮新星の質量降着率と軌道周期の関係図 (Pandel et al. 2005)。

量が普通の矮新星と大きく異なることが説明できる。また、VW Hyi の白色矮星大気からも太陽の元 素量と大きく異なる値が報告されている (Sion et al. 1997, 2001)。彼らは、これは過去に白色矮星で 熱核暴走が起きた証拠であると解釈している。XMM ニュートン衛星の VW Hyi の観測から求めた 元素量は太陽の組成とほぼ同程度である。これらのことは、VW Hyi の場合は U Gem の場合と異な り、伴星からのガスが原因ではなく、白色矮星での核爆発が起こったことを示唆している。

第3章 X線天文衛星すざく

Contents

3.1	概要				 		•••	 		 •				32
3.2	軟 X	線反射望遠鏡	(XRT)		 			 		 •				33
3.3	X 線	CCD カメラ	(XIS)		 		•••	 		 •				35
;	3.3.1	X線CCDカ	メラにつ	いて	 		•••	 		 •				 35
:	3.3.2	XIS の構造			 			 		 •				 36
:	3.3.3	XIS の較正			 			 		 •				 37
:	3.3.4	XIS の性能			 			 		 •				 37
:	3.3.5	XIS の性能の	D時間変化	Ł.,	 			 		 •				 38
3.4	硬 X	線検出器 (田	XD)		 			 		 •				40

3.1 概要

X線天文衛星「すざく」(図 3.1) は、「はくちょう (1979 年打上げ)」、「てんま (1893 年)」、「ぎんが (1987 年)」、「あすか (1993 年)」に続く、日本で5 番目の X 線天文衛星である (Mitsuda et al. 2007)。 すざく衛星は宇宙科学研究開発機構 (Japan Aerospace Exploration Agency, JAXA) の M-V-6 号ロ ケットによって、2005 年 7 月 10 日に鹿児島県内之浦から打ち上げられた。全長 6.5 m、幅 5.4 m、重 量 1680 kg の衛星であり、高度約 550 km の略円軌道上を約 96 分で周回している (図 3.2)。高高度楕 円軌道を周回する米国のチャンドラ X 線天文衛星や欧州のニュートン X 線天文衛星に比べて低い高 度で周回しているため、地球磁気圏によって荷電子由来の検出器雑音 (バックグラウンド) を低く抑 えることができる。



図 3.1: X 線天文衛星すざくの外観 (Mitsuda et al. 2007)。右図はすざくに搭載されている各装置の位置。

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) と、硬X線検出装置 (Hard X-ray detetor, 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。XIS の4台の CCD カメラと XRS は5つのX線反射望遠鏡 (X-Ray Telescope, XRT) の焦点面に置かれている (図 3.1)。しかし、 XRS は衛星を軌道投入したのち、冷却材であるヘリウムを消失したことにより、観測が不可能となった。また、1台の XIS も、隕石の衝突と思われる事故が原因で 2006 年 11 月 9 日より観測が不可能と



図 3.2: X 線天文衛星すざくの軌道 (The Suzaku Technical Description より)。

なっている (Dotani & Suzaku Team 2008)。

0.2-12.0 keV に感度を持つ XIS と、10-600 keV に感度を持つ HXD を組み合わせることにより、 3 桁にもおよぶエネルギー帯での同時観測が可能で、これはすざく衛星のもつ最大の特徴のひとつで ある。表 3.1 にすざく衛星に搭載されている各検出器ごとの基本性能をまとめた。

3.2 軟X線反射望遠鏡 (XRT)

物質のX線に対する屈折率は1より小さく、可視光望遠鏡のように光を屈折させて集光すること が難しい。そのため、現在多くのX線望遠鏡では、入射角度の小さいX線を反射させる「全反射」や、 周期的な層構造による干渉作用で強度を大きくし反射率を高める「ブラッグ反射」を利用している。

すざく衛星搭載の XRT(Serlemitsos et al. 2007) は、口径 40 cm の多重薄板 X 線望遠鏡である。 回転双曲面と回転放物面で 2 回全反射させ、光軸から外れた方向での像収差を小さくした光学系を Wolter I 型と呼ぶ。XRT はこれを円錐 2 段で近似して用いている。XRT は全部で5台搭載されてお り、そのうち4台は XRT-I、残りの1台は XRT-S と呼ばれる (図 3.3)。XRT-I は 175 枚の反射鏡で 構成されており、焦点距離は 4.75 m で、その焦点面には XIS が配置されている。一方、XRT-S は 168 枚の反射鏡で構成され、焦点距離は 4.5 m、その焦点面には XRS が配置されている。XRT の反 射鏡は、アルミ薄板上にレプリカ法で鏡面を形成したレプリカミラーを用いており、散乱の影響を大

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 cm^2 at 1.5 keV
		250 cm^2 at 8 keV
	空間分解能	2' (HPD)
XIS	視野	17′.8×17′.8
	エネルギー帯	$0.2–12.0~\rm keV$
	エネルギー分解能	${\sim}130~{\rm eV}$ at 6 keV (FWHM)
	有効面積	330 cm^2 (FI), 370 cm^2 (BI) at 1.5 keV
		160 cm^2 (FI), 110 cm^2 (BI) at 8 keV
	時間分解能	$8~{\rm s}$ (normal mode), $7.8~{\rm ms}$ (P-sum mode)
	ピクセル数	1024×1024 pixels
HXD	視野	$34' \times 34' (\leq 100 \text{ keV})$
		$4^{\circ}.5 \times 4^{\circ}.5 \ (\geq 100 \ \text{keV})$
	エネルギー帯	10-70 keV (PIN)
		40-600 keV (GSO)
	エネルギー分解能	${\sim}3.0~{\rm keV}$ (PIN, FWHM)
		$7.6/\sqrt{E_{\rm MeV}}$ % (GSO, FWHM)
	有効面積	${\sim}160~{\rm cm}^2$ at 20 keV
		${\sim}260~{\rm cm}^2$ at 100 keV
	時間分解能	$61 \ \mu s$

表 3.1: すざく衛星の基本性能。(Mitsuda et al. 2007 を基に作成)。

幅に抑えることができる。反射鏡前面、X 線入射側にはプリコリメーターが搭載され、あすか衛星以 来の多重薄板 X 線望遠鏡の問題であった迷光を約一桁減少させている。

XRT は、点状天体の全光量の半分が直径約 2'の円内に含まれる程度の空間分解能を有する (Half



図 3.3: XRT-I1 のフライトモデルの外観 (左) と XRT-I, XRT-S の配置図 (右)(Serlemitsos et al. 2007)。

Power Diameter, HPD)。また、XRT-I 一台あたりの有効面積は 1.5 keV と 7.0 keV でそれぞれ 450 cm² と 250 cm² となっており、4 台合わせると 1000 cm² を超える大きなものとなる。

3.3 X線CCDカメラ (XIS)

3.3.1 X線 CCD カメラについて

CCD (Charged Coupled Device) カメラは、半導体検出器を2次元アレイ状に並べたものであ る。10 keV 以下のX線の相互作用は光電吸収が支配的である。そのため、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、ある確率で光電吸収を起こす。光電吸収によって生成された光 電子は、半導体物質中の荷電子帯にいる電子を次々に励起して約 E/W 個の電子正孔対を作り出す。 ここでW は半導体物質の種類で決まる平均電離エネルギーで、ケイ素 (Si)の場合は W ~ 3.65 eV である。こうして生成された電子を正確に検出することで、入射X線光子のエネルギーを測定する ことが可能である。可視光 CCD カメラの電荷の読み出しには、受光用素子と電荷転送用素子が交互 に並ぶ Interline Transfer 型が用いられているが、構造上高エネルギーX線に対して電荷転送用素子 の部分のみを遮断するシールドが作れないため、X線 CCD カメラでは Frame Transfer 型が主流で ある。Frame Transfer 型は通常の撮像領域の他に露光後の CCD フレームデータを一時的に保持し ておく蓄積領域を持ち、蓄積領域にはX線を遮断するシールドが設けられている。撮像領域のデー タを短時間で蓄積領域に転送し、蓄積領域から読み出し口まで転送が行われている間に、受光面では 次の露光が行われる。そのため、露光中に1ピクセルに複数のX線光子が入射した場合、個々のX 線光子を区別できず、各X線光子のエネルギーの和を持つ1つの光子として判別されてしまう。これ をパイルアップと呼び、非常に明るい天体を観測した場合に起こりやすい。

3.3.2 XIS の構造

XIS (図 3.4; Koyama et al. 2007) は、4 台の X 線 CCD カメラから構成される検出器であり、 それぞれが XRT-I の焦点面に配置されている。XIS は 0.2–12.0 keV に感度を持ち、天体の撮像と 分光が同時に行える。XIS 0, 2, 3 は表面照射型 (Front-Illuminated; FI) で、XIS 1 は背面照射型 (Back-Illuminated: BI) の CCD カメラである。 FI は電極側から X 線を入射させる型で、エネル ギー分解能に優れる反面、受光面に電極や絶縁層などの構造を持つために低エネルギー X 線の透過 率が悪く、検出効率が悪い。一方、BI は低エネルギー側の検出効率は優れているが、X 線の吸収点 が電極から遠くなるためエネルギー分解能が悪くなる。両者の量子効率の比較を図 3.5 に示す。一般 に CCD カメラは可視光によっても信号を検出してしまう。そのため、各 XIS には可視光遮断フィ ルター (Optical Blocking Filter; OBF) が取り付けられている。



図 3.4: すざく衛星に搭載されている XIS の外観 (左) とその断面図 (右)(Koyama et al. 2007)。
3.3.3 XIS の較正

軌道上でエネルギーの絶対精度を較正するため、各 CCD カメラの角には較正用線源として ⁵⁵Fe が 2 つずつ取り付けられている (図 3.6)。 ⁵⁵Fe は約 2.7 年の半減期をもち、Mn I K α (5.9 keV) と Mn I K β (6.5 keV) を特性 X 線として放射する。



図 **3.5:** XIS の FI と BI の量子効率の比較図 (Koyama et al. 2007)。横軸はエネルギー、縦軸は量子効率を表す。 図 **3.6:** XIS の CCD カメラの概略図 (Koyama et al. 2007)。 CCD は A. B. C. D の 4 つのセグメントから構成されてお

図 3.6: XIS の CCD カメラの機略図 (Koyama et al. 2007)。 CCD は A, B, C, D の 4 つのセグメントから構成されてお り、それぞれに専用の読み出し口がついている。セグメント A と D の角には較正用線源である ⁵⁵Fe が取り付けられてい る。

3.3.4 XIS の性能

XIS は XRT と組み合わせることにより、17'.8×17'.8 の視野を持つ。XIS の観測モードには Normal mode と Parallel-sum clocking mode (P-sum mode) があり、時間分解能はそれぞれ 8 s, 7.8 ms である。Normal mode の場合は時間分解能とパイルアップ耐性を高めるために、Window オ プションと Burst オプションを選択することができる。Window オプションは、CCD 全体を読み出 すのではなく、CCD の 1/n (n = 4 or 8) のピクセルのみを読み出すオプションである。観測した領 域のイベントを失うことなく観測ができるが、観測できる領域が 1/n に制限されてしまい、較正線 源も観測されない。一方、Burst オプションは、8 s 間の露光に対し、最初の (8 - m) s のイベント を捨ててしまうオプションである (m = 0.1, 0.3, 0.5, 0.6, 2.0)。観測領域のイメージは失われず較正 線源も観測されるが、(1 - m/8)の割合のイベントが失われる。どちらのオプションを利用するかは 観測の目的によって異なる。また、Window オプションと Burst オプションは同時に使用すること が可能である。

3.3.5 XIS の性能の時間変化

すざく衛星に搭載されている 4 台の XIS のうち、XIS 2 の全体と XIS 0 の一部において、それ ぞれ 2006 年 11 月 9 日と 2009 年 6 月 23 日に生じた微小隕石の衝突と推測されている事故により、観 測が不可能となった^{1,2}。また、観測不能までには至らないものの、微小隕石の衝突により OBF に いくつかの穴 (hole) が開いていることが知られている^{3,4}。表 3.2 と図 3.7 に 2013 年 7 月 30 日まで に知られている OBF hole のリストと実際のイメージを示す。OBF hole のひとつあたりの大きさは ~0.3 pixel 程度と見積もられており、可視光で明るい天体が OBF hole のひとつに偶然入り込まない 限り X 線の観測には影響がないと考えられている。

また時間の経過とともに、人工衛星からのアウトガスによる化学汚染物質 (contamination) の付着 量の増加や、主に宇宙線のダメージで生じた格子欠陥により電荷転送効率 (Charge Transfer Efficiency; CTE) が低下してきている。打ち上げ時の 4 台の XIS の全有効面積は 1.5 keV で 1360 cm² で、エ ネルギー分解能は 5.9 keV で ~130 eV であった。しかし上述の影響により、有効面積やエネルギー 分解能は徐々に低下している。

すざく衛星では CTE の低下によるエネルギー分解能の劣化を抑えるために、2006 年 10 月より Spaced-row Charge Injection (SCI) を行なってきた (図 3.7)。これはあらかじめ CCD に周期的に電 荷を注入すること (Charge Injection; CI) により、電荷転送の効率を下げる電荷トラップを埋め、エ ネルギー分解能を改善する方法である。CI 量は FI は 6 keV、BI は 2 keV 相当であったが、BI に おいては 2 keV のままだと性能の低下が見られたため 2011 年 6 月から FI と同様の 6 keV 相当に増 やしている⁵。

⁴http://www.astro.isas.ac.jp/suzaku/doc/suzakumemo/suzakumemo-2013-01.pdf

¹http://www.astro.isas.ac.jp/suzaku/doc/suzakumemo/suzakumemo-2007-08.pdf

²http://www.astro.isas.ac.jp/suzaku/doc/suzakumemo/suzakumemo-2010-01.pdf

³http://www.astro.isas.ac.jp/suzaku/doc/suzakumemo/suzakumemo-2010-03.pdf

⁵http://www.astro.isas.ac.jp/suzaku/doc/suzakumemo/suzakumemo-2010-07v4.pdf



図 **3.7:** 2013 年 7 月 16 日の XIS 1 (左) と XIS 3 (右) の frame dump イメージ。緑の円の中心は OBF hole の位置を表 しており、半径は 75 pixel である。



図 **3.8:** XIS SCI のイメージ (http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/analysis/sci.html)。宇宙線のダメージによって生じた格子欠陥 (trap) にあらかじめ電荷を注入しておく (赤) ことで、天体からの X 線イベント (青) の情報 を失わずに転送することができる。

No.	Sensor	DETX	DETY	First appearance
1	XIS1	57	627	2009/12
2	XIS1	197	619	2010/11
3	XIS1	278	875	2010/11
4	XIS1	764	706	2010/11
5	XIS1	830	375	2011/12
6	XIS1	183	37	2011/12
7	XIS1	478	964	Unknown
8	XIS1	904	69	Unknown
1	XIS3	475	475	2010/05
2	XIS3	292	292	2010/05
3	XIS3	427	427	Unknown

表 **3.2:** OBF hole のリスト。⁴

3.4 硬 X 線検出器 (HXD)

X線望遠鏡の焦点距離を一定にすると、X線を集光できる面積はエネルギーの2乗に比例して小 さくなる。そのため、~10 keV 以上のエネルギーでは、衛星で実現できる焦点距離の範囲 (>10 m) では十分な集光面積を確保することが困難である。また、硬 X線領域では天体からの信号に比べて、 宇宙線や検出器由来のバックグラウンドが大きく、これらを低減することが非常に重要となる。これ らを解決するために、硬 X線領域の観測ではフォスイッチ型と呼ばれる検出器にコリメーターを組 み合わせたものがよく用いられる。フィスイッチ型とは、天体からの信号検出用のシンチレータと、 それを取り囲むように配置した蛍光の減衰時間の異なる別の遮蔽用 (シールド用) のシンチレータを 一体化させ、ひとつの光電子増倍管で読み出す検出器である。この型では、検出した光子が検出用の シンチレータだけでエネルギーを失ったのか、それともシールド用のシンチレータでもエネルギーを 失ったのかを信号波形から判別することができる。そのため、効率的にバックグラウンドを除去する ことが可能である。

すざく衛星に搭載されている HXD (図 3.9; Takahashi et al. 2007; Kokubun et al. 2007) は、非 撮像型の硬 X 線検出装置で、4×4のマトリックス上に配置された 16本の井戸型フォスイッチカウンタ (Well ユニット) により天体の信号を検出する。井戸型検出器の周りにはコリメーターと放射線シー ルドの役割を果たす 20本の BGO 結晶カウンター (Anti ユニット) が配置され、視野を約 4.5°×4.5° に制限しつつ、バックグラウンドのX線を遮断する。





図 3.9: すざく衛星に搭載されている HXD の外観 (左) とその断面図 (右)(Takahashi et al. 2007)。

Well ユニットは、厚さ 2 mm のシリコン PIN 型半導体検出器 (HXD/PIN) と、厚さ 5 mm の GSO 結晶シンチレータ (HXD/GSO) を上下に組み合わせている (図 3.10)。10–70 keV 程度のエネ ルギーを持つ X 線は PIN で検出され、40–700 keV 程度の X 線は PIN を突き抜けて、その下の GSO によって検出される。



図 **3.10:** HXD Well ユニットの断面図 (Takahashi et al. 2007)。PIN 型半導体検出器の下に GSO シンチレータが取り 付けられている。

Anti ユニットは平均 2.6 cm の厚みの BGO 結晶とフォトチューブを組み合わせた検出器であ る。これを Well ユニットのまわりに配置することで、放射線に対するシールドの役割を果たす。Anti ユニットの有効面積は、一面あたり ~1200 cm² にもなり、厚い BGO 結晶では 1 MeV に対しても ~600 cm² の有効面積を持つ。また、あらゆる方向から入射する X 線に感度を持つため、ガンマ線 バーストやトランジェント天体など、突発的な天体現象の全天モニター (Wide-band All-sky Monitor, WAM) として利用されている。

第4章 観測とデータ処理

Contents

4.1	観測	44
4.2	データ処理....................................	47

4.1 観測

本研究で解析する矮新星のデータの選択には、"Catalogue of Cataclysmic Binaries, Low-Mass X-Ray Binaries, and Related Objects"第7.20版 (Ritter & Kolb 2011)のうち、Catalogue of Cataclysmic Binaries (全1094天体収録)を用いて、以下の手順で絞り込んだ。(1) このカタログに掲載されている激変星のうち、タイプが矮新星となっている天体を選び(610天体)、(2) High Energy Astrophysics Science Archive Research Centre (HEASARC)¹から配布されている The HEASARC Database Batch Interface スクリプト²を用いて、すざく衛星 XIS の視野の中心から半径 9′の円の内部に含まれる天体を抽出した (23天体29観測)。続いて、(3) この中から現在データが公開されているデータのみを取り出した (17天体23観測)。(4) このうち1天体 (DO Dra) はPatterson et al. (1992) によって DQ Her 型激変星であると結論されているため取り除いた。このように絞り込んだデータのうち、1 観測 (AKO 9; 観測 ID:502048010) は球状星団 NGC 104 中に位置し、多数の X 線天体が密集しており、すざくの位置分解能では他天体と区別できないため今回は解析対象から外した。また、XIS で有意に検出されなかった (FI と BI でのカウントレートがそれぞれ < 0.03 s⁻¹、< 0.04 s⁻¹) 2 観測 (CP Dra; 観測 ID:705054010, J1753–2921; 観測 ID:507031010) も解析対象からは取り除いた。

以上の基準から、全 19 観測、13 天体の矮新星を選んだ。これらのすざく衛星での観測ログを 表 4.1 に示す。この 13 天体の基本的なパラメータを表 4.2 にまとめ、サブタイプごとの距離と軌道 傾斜角の分布を図 4.1 に示した。それぞれの天体のすざく衛星での観測時における可視での状態は、 American Association of Variable Star Observers (AAVSO)³および Variable Star Observers League in Japan (VSOLJ)⁴のデータを用いて決定し (図 4.2)、表 4.3 にまとめた。今回の 19 観測すべてが XIS を天体の中心に向けて行われたものであり (XIS nominal position)、XIS の観測モードはすべて フレーム時間 8 s の Normal mode である。

¹http://heasarc.gsfc.nasa.gov/

²http://heasarc.gsfc.nasa.gov/W3Browse/w3batchinfo.html

³http://www.aavso.org/

⁴http://vsolj.cetus-net.org/index-j.html

Target	$Subtype^*$	State^\dagger	Observation	Sequence	Exposure
			date	No.	(ks)
VY Aqr	SU	Q	2007 Nov 10	402043010	25.4
SS Aur	UG	Q	$2008 {\rm \ May\ } 4$	402045010	19.5
Z Cam	\mathbf{ZC}	TR	$2009~{\rm Apr}~10$	404022010	37.7
		OB	2012 Nov 8	407016010	35.9
SS Cyg	UG	Q	$2005~{\rm Nov}~2$	400006010	39.5
		OB	$2005~{\rm Nov}~18$	400007010	56.1
U Gem	UG	OB	$2012~{\rm Apr}~12$	407035010	50.3
		Q	$2012~{\rm Apr}~24$	407034010	119.1
VW Hyi	SU	SO	2011 Nov 29	406009010	70.1
		Q	2011 Dec 29	406009020	16.2
		Q	$2012 { m \ Feb} { m \ } 29$	406009030	20.1
		Q	$2012 {\rm \ May\ } 2$	406009040	16.8
KT Per	\mathbf{ZC}	TR	2009 Jan 12	403041010	29.2
FL Psc	SU	Unknown	2009 Jan 10	403039010	33.3
V893 Sco	SU	TR	2006 Aug 26	401041010	18.5
EK TrA	SU	Q	2012 Aug 10	407044010	77.9
BZ UMa	SU	Q	$2008 {\rm \ Mar\ } 24$	402046010	29.8
CH UMa	UG	Q	$2012 {\rm \ May\ } 1$	407043010	45.2
SW UMa	SU	Q	2007 Nov 6	402044010	16.9

表 4.1: すざく衛星による矮新星の観測ログ。

* 矮新星のタイプは Ritter & Kolb (2011) を基に作成し、略称は次の通り。UG=U Gem型, ZC=Z Cam 型、SU=SU UMa 型。

[†] AAVSO および VSOLJ のデータから見積もった観測時の可視光における状態。Q=静 穏、OB=アウトバースト、SO=スーパーアウトバースト 、TR=静穏状態からアウトバー ストへの急激な増光の最中。

表 4.2: 観測した矮新星の基本パラメータ。

Target	$Subtype^*$	$P_{\rm orb}$	Inclination	Distance	$V_{\rm max}^{\rm Q}^{\dagger}$	$V_{\min}^{OB\dagger}$	$V_{\min}^{\rm SO\dagger}$	$T^{OB\ddagger}$	$T^{\mathrm{SO}\ddagger}$	References
		(hour)		(pc)	(mag)	(mag)	(mag)	(day)	(day)	
VY Aqr	SU	1.514	$63^{\circ}\pm13^{\circ}$	97^{+15}_{-12}	17.1	10.7	10.4	350	800	1, 2
SS Aur	UG	4.387	$40^{\circ}\pm7^{\circ}$	200 ± 26	15.0	10.5	_	51	_	3, 4, 5
Z Cam	\mathbf{ZC}	6.956	68°	163^{+68}_{-38}	12.6	10.5	_	22-29	_	2, 6, 7
SS Cyg	UG	6.603	$45^{\circ}-56^{\circ}$	114 ± 2	11.2	8.2	_	50	_	8, 9, 10
U Gem	UG	4.246	$69.7^{\circ}{\pm}0.7^{\circ}$	$96.4{\pm}4.6$	13.9	8.6	_	132	_	5,11,12
VW Hyi	SU	1.783	$60^{\circ}\pm10^{\circ}$	82 ± 5	13.4	9.5	8.5	28	183	13, 14, 15
KT Per	\mathbf{ZC}	3.904	60°	180^{+36}_{-28}	15.6	11.5	_	12 - 19	_	16, 17, 18
FL Psc	SU	1.357	_	$130{\pm}30$	17.3	?	10.4	?	?	19, 20
V893 Sco	SU	1.823	72.5°	155_{-34}^{+58}	15.5	12.5	?	?	?	2, 21, 22
EK TrA	SU	1.509	$58^{\circ}\pm7^{\circ}$	180	16.7	11.2	12.1	167	485	23, 24
BZ UMa	SU	1.632	57°	228^{+56}_{-38}	16.0	11.8	10.5	181	313	17, 18, 25
CH UMa	UG	8.236	$21^{\circ}\pm4^{\circ}$	480	14.5	10.5	_	335	_	17, 26, 27
SW UMa	SU	1.364	$45^{\circ}\pm18^{\circ}$	159 ± 22	16.5	10.5	9.6	30	353	4, 18, 28

* 矮新星のタイプは Ritter & Kolb (2011) を基に作成し、略称は次の通り。UG=U Gem 型, ZC=Z Cam 型、SU=SU UMa 型。 [†] 可視光での等級 (Ritter & Kolb 2011) 。それぞれ、V^Q_{max}=静穏時の最大等級, V^{OB}_{min}=アウトバースト時の最小等級, V^{SO}_{min}=スーパーア ウトバースト時の最小等級。

[‡] アウトバースト (T^{OB}) およびスーパーアウトバースト (T^{SO}) が起こる典型的な間隔 (Ritter & Kolb 2011)。

References-(1) Thorstensen & Taylor (1997); (2) Thorstensen (2003); (3) Shafter & Harkness (1986); (4) Shafter (1983); (5) Harrison et al. (1999); (6) Hartley et al. (2005); (7) Thorstensen & Ringwald (1995); (8) Hessman et al. (1984); (9) Bitner et al. (2007); (10) Miller-Jones et al. (2013); (11) Marsh et al. (1990); (12) Zhang & Robinson (1987); (13) van Amerongen et al. (1987); (14) Schoembs & Vogt (1981); (15) Barrett (1996); (16) Echevarría et al. (1999); (17) Patterson (2011); (18) Thorstensen et al. (2008); (19) Kato et al. (2009); (20) Reis et al. (2013); (21) Mukai et al. (2009); (22) Mason et al. (2001); (23) Mennickent & Arenas (1998); (24) Godon et al. (2008); (25) Jurcevic et al. (1994); (26) Thorstensen et al. (2004); (27) Friend et al. (1990); (28) Howell & Szkody (1988)

46



図 **4.1:** 矮新星のサブタイプごとの (a) 天体までの距離、(b) 軌道傾斜角、(c) 主星の質量、および (d) 伴星の質量の分布 図。赤は U Gem 型、緑は Z Cam 型、青は SU UMa 型の分布をそれぞれ表す。

4.2 データ処理

本研究には XIS のデータを用いた。データ処理で使用したソフトウェアは HEADAS⁴ version 6.15 である。XIS のデータは、以下の条件を満たすもののみを使用した。(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、 バッドコラムと SCI に関係する行を除いたもの、(3) 衛星が南大西洋異常帯 (South Atlantic Anomaly; SAA) を通過中でないこと、(4) SAA 通過後、436 秒経過していること、(5) 衛星が観測している方

⁴http://heasarc.gsfc.nasa.gov/lheasoft



図 4.2: すざく衛星で観測を行ったときの可視光での状態。横軸は修正ユリウス日 (Modified Julian Date; MJD)、縦軸は 可視光の等級を表す。赤は AAVSO、緑は VSOLJ のデータを表し、それぞれの中抜きのデータ点は等級の上限値を表す。



 \boxtimes 4.2: continue.



⊠ 4.2: continue.

State	Super-outburst	Outburst	Quiescent	Transition	Unknown	All states
U Gem	—	2	4	0	0	6
Z Cam	_	1	0	2	0	3
SU UMa	1	0	7	1	1	10
Total	1	3	11	3	1	19

表 4.3: 矮新星のサブタイプと観測時の可視光における状態。

向と、昼地球縁のなす角が 20° より大きいこと、(6) 衛星が観測している方向と、夜地球縁のなす角 が 5° より大きいこと、である。

解析には、XIS 0, 1, 3 のみを用いた。2006 年 11 月 9 日以前に観測が行われた 3 観測 (ID:400006010, 400007010, 401041010) には XIS 2 のデータも存在するが、FI は高エネルギー側の検出効率がよく、 高エネルギー側に重みがかかる可能性があるため、他のデータに合わせて XIS 0, 1, 3 のみを使用し た。以後の解析ではすべてのデータに対して、天体からのイベントとして、天体の中心から半径 3' の 円内に含まれるものを使用した。バックグラウンドとして、円と同心の内径 4'、外径 6' の円環に含 まれるイベントを使用した。XIS の応答関数は、xisrmfgen および、xissimarfgen (Ishisaki et al. 2007) を用いて作成した。

第5章 解析と結果

Contents

5.1	光度	曲線解析	54
5.2	スペ	クトル解析	54
	5.2.1	全エネルギーバンド 5	54
	5.2.2	強い吸収を持つスペクトル6	53
	5.2.3	アウトバーストおよびスーパーアウトバースト時のスペクトル 6	36

5.1 光度曲線解析

光度曲線の解析を行う上で、各観測ごとの誤差のばらつきを評価するために、まずカウントレート (Count Rate, CR)の標準偏差 (σ)を CR の平均値で割った値を見積もった。図 5.1 がその分布図 である。観測ごとのばらつきがが一桁の範囲に収まっていることが確認できたので、以降の光度曲線 解析ではすべて天体で同様の手法で解析を行った。図 5.2 は、それぞれの天体の XIS 0, 1, 3 をすべて 足し合わせた 0.2–10.0 keV におけるライトカーブである。CR とハードネス比 (Hardness Ratio, HR) の時間変動を示している。それぞれ 1 ビンあたり 512 s である。静穏時の U Gem (ID:407034010) の観測時間のみ他に比べて 2 倍以上長いので、横軸の時間スケールをこのデータだけ変えている。こ こで HR は (H - S)/(H + S) (S; 0.2–1.5 keV, H; 1.5–10.0 keV) で定義した。図 5.3 に各状態ごと の HR 値の分布を示す。



図 5.1: σ/CR の分布。

5.2 スペクトル解析

5.2.1 全エネルギーバンド

まず、すべての観測のスペクトルに対し、星間吸収 (tbabs; Wilms et al. 2000) を考慮した光学 的に薄い多温度プラズマからの等圧 cooling flow モデル (mkcflow; Mushotzky & Szymkowiak 1988



図 5.2: すざく衛星によって得られた 0.2–10.0 keV のライトカーブ。3 台の XIS を足し合わせており、バックグラウンド は引いてある。上段のパネルはカウントレート、下段のパネルはハードネス比をそれぞれ表している。どちらも 1 ビンは 512 sec である。ポアソン分布を仮定しており、誤差棒は 1 σ の誤差を表す。時刻の原点は、すざく衛星の観測開始時刻で ある。



⊠ **5.2:** *continue.*



 \boxtimes 5.2: continue.



図 5.3: HR の分布図。

2.3)を仮定してフィッティングを行った。tbabs (The Tuebingen-Boulder ISM absorption) モデル は、ガス状態の ISM、粒子状態の ISM、分子の ISM の各状態における X 線吸収断面積の和として ISM 全体の X 線吸収断面積を計算するモデルである。粒子状態の ISM は大きな X 線吸収断面積を 持つものの、全体に与える影響は非常に小さい。ISM に寄与する分子は水素分子のみを考えている。 ガス状態の ISM は、各元素ごとの光電離断面積を考えており、元素の存在比は Wilms et al. (2000) を元に重みづけをしている。mkcflow モデルは、降着するガスが、等圧の定常流として冷えていき、 各温度層が光学的に薄いプラズマ放射をすると考えるモデルである。元々は、銀河団の cooling flow を説明するためのモデルであったが (Fabian et al. 1991)、Mukai et al. (2003) によって静穏時の矮 新星の X 線スペクトルも再現できることが確認された。このモデルの主なパラメータは、連続的な 温度分布を持つプラズマ (e.g., Ishida et al. 1996; Szkody et al. 2002; Pandel et al. 2005)の最高温 度 $T_{\rm max}$ と、元素の存在量、そして全体のノーマリゼーションである。最高温度 $T_{\rm max}$ は、主に高階 電離した鉄の K α 輝線 (He-like 鉄輝線、H-like 鉄輝線)の強度比から決定される。また、元素の存在 量は主に重元素の K 輝線の強度比から決定される。ノーマリゼーションは、光学的に薄いプラズマ 中の質量降着率を直接表している。そのため、このモデルを用いると、不定性の大きい白色矮星の質 量に依存せずに質量降着率を求めることができるという利点がある。

tbabs×mkcflowモデルを用いてフィッティングを行ったところ、ほとんどのすべてのデータにお いて 6.4 keV 付近に輝線の存在を示唆する残差が見られた。これは中性鉄の Ka 輝線と考えられる。 mkcflowモデルでは、高温プラズマからの放射を仮定しているため、高階電離した鉄の Ka 輝線 (Helike 鉄輝線; 6.7 keV, H-like 鉄輝線; 7.0 keV) は存在するものの、中性鉄の Ka 輝線はこの高温プラズ マからは出てこない。我々は、この中性鉄輝線は冷たい反射物質に由来する成分だと考えた (2.3.2)。 そこでこの反射成分を評価するために先ほどのモデルに、中心エネルギーを 6.4 keV に固定したガウ シアンモデル (gaussian) を加えて再度フィッティングを行った。図 5.4 が、XIS (0.25–10.0 keV) の 時間平均スペクトルと、このモデルを用いてフィッティングを行った結果である。



図 5.4: すざく衛星によって得られた 0.25–10.0 keV のスペクトル。バックグラウンドは引いてある。黒は XIS 0, 赤は XIS 1, 緑は XIS 3 をそれぞれ表す。FI は 0.4–10.0 keV, BI は 0.25–8.0 keV をそれぞれ使用した。上段のパネルはデー タ (十字) とモデル (実線)、下段のパネルはデータとモデルの残差を示す。



⊠ 5.4: continue.



⊠ 5.4: continue.

Target	State	Sequence	$N_{\rm H}/10^{20}$	$T_{\rm max}$	Z^{\dagger}	$\dot{M}/10^{-11\ddagger}$	EW^{\S}	$L_{\rm X}/10^{30}$ ¶	$\chi^2_{\rm red} \ ({ m dof})^{\parallel}$
		No.	(cm^{-2})	(keV)	(Z_{\odot})	$(M_{\odot} \text{ year}^{-1})$	(eV)	(erg s^{-1})	
VY Aqr	Q	402043010	< 1.5	$18.9^{+1.9}_{-1.3}$	$1.0^{+0.2}_{-0.2}$	$0.065^{+0.004}_{-0.005}$	236^{+61}_{-61}	$2.16_{-0.03}^{+0.03}$	1.07 (184)
SS Aur	Q	402045010	$1.3^{+1.2}_{-0.9}$	$27.0^{+1.5}_{-1.7}$	$2.4_{-0.3}^{+0.3}$	$0.51\substack{+0.03 \\ -0.02}$	92^{+27}_{-27}	$22.2_{-0.2}^{+0.2}$	1.12 (311)
Z Cam	TR	404022010	0.4**	80^{+4}_{-4}	$3.3_{-0.1}^{+0.1}$	$1.07\substack{+0.04 \\ -0.04}$	108^{+14}_{-14}	$101.2^{+0.3}_{-0.3}$	2.83(2752)
	OB	407016010	0.4**	$6.3^{+0.6}_{-0.5}$	$1.8_{-0.3}^{+0.4}$	$0.22_{-0.02}^{+0.01}$	52^{+136}_{-52}	$2.75_{-0.05}^{+0.05}$	1.44(178)
SS Cyg	Q	400006010	0.35**	$51.6^{+0.5}_{-0.6}$	$1.19\substack{+0.03 \\ -0.03}$	$1.50^{+0.01}_{-0.01}$	63^{+5}_{-4}	$103.3_{-0.2}^{+0.2}$	1.08(4195)
	OB	400007010	0.35**	$7.5_{-0.1}^{+0.1}$	$0.71_{-0.03}^{+0.03}$	$2.64_{-0.07}^{+0.07}$	118^{+25}_{-25}	$37.1_{-0.1}^{+0.1}$	2.37(1587)
U Gem	Q	407034010	0.31^{**}	$27.2_{-0.6}^{+0.7}$	$2.0^{+0.1}_{-0.1}$	$0.214_{-0.003}^{+0.004}$	49^{+13}_{-13}	$9.25_{-0.05}^{+0.05}$	1.04 (985)
	OB	407035010	0.31**	$17.6_{-0.2}^{+0.5}$	$1.8^{+0.1}_{-0.1}$	$0.66^{+0.01}_{-0.01}$	109^{+12}_{-12}	$20.0^{+0.1}_{-0.1}$	1.44 (1156)
VW Hyi	SO	406009010	0.006**	$2.27\substack{+0.03 \\ -0.03}$	$0.59\substack{+0.03\\-0.03}$	$1.46^{+0.03}_{-0.03}$	550^{+83}_{-106}	$4.80_{-0.03}^{+0.03}$	1.67(730)
	Q	406009020	0.006**	$9.2^{+0.1}_{-0.2}$	$1.8^{+0.1}_{-0.1}$	$0.51\substack{+0.01 \\ -0.01}$	30^{+15}_{-15}	$9.06\substack{+0.05 \\ -0.06}$	1.25~(659)
	Q	406009030	0.006**	$9.8^{+0.2}_{-0.2}$	$1.8^{+0.1}_{-0.1}$	$0.42^{+0.01}_{-0.01}$	23^{+15}_{-15}	$7.53_{-0.05}^{+0.04}$	$1.13\ (675)$
	Q	406009040	0.006**	$9.3^{+0.5}_{-0.2}$	$1.7^{+0.1}_{-0.1}$	$0.47\substack{+0.01 \\ -0.02}$	14^{+15}_{-14}	$7.89\substack{+0.05 \\ -0.05}$	1.11 (604)
KT Per	TR	403041010	29^{+3}_{-2}	$14.4_{-0.8}^{+0.2}$	$0.6^{+0.1}_{-0.1}$	$0.72^{+0.05}_{-0.02}$	60^{+26}_{-25}	$18.0^{+0.2}_{-0.1}$	1.05~(412)
FL Psc	?	403039010	< 2.3	$15.8^{+2.1}_{-2.5}$	$1.2^{+0.6}_{-0.4}$	$0.042^{+0.007}_{-0.004}$	238^{+141}_{-130}	$1.26\substack{+0.03 \\ -0.03}$	0.91~(122)
V893 Sco	TR	401041010	89^{+2}_{-2}	36^{+2}_{-2}	$1.9^{+0.1}_{-0.1}$	$1.5_{-0.1}^{+0.1}$	39^{+4}_{-13}	$78.9_{-0.4}^{+0.4}$	1.29(1072)
EK TrA	Q	407044010	$2.4_{-0.5}^{+0.3}$	$12.2_{-0.2}^{+0.2}$	$1.2^{+0.1}_{-0.1}$	$1.17\substack{+0.02\\-0.02}$	26^{+10}_{-11}	$25.6^{+0.1}_{-0.1}$	1.08(1588)
BZ UMa	Q	402046010	< 0.18	$13.7^{+0.5}_{-0.6}$	$1.0^{+0.1}_{-0.1}$	$1.04^{+0.03}_{-0.02}$	60^{+24}_{-25}	$25.7_{-0.2}^{+0.2}$	1.01 (466)
CH UMa	Q	407043010	$4.5_{-0.7}^{+0.6}$	$15.0^{+0.5}_{-0.3}$	$1.4_{-0.1}^{+0.1}$	$5.2^{+0.1}_{-0.2}$	63^{+17}_{-16}	$139.8_{-0.8}^{+0.8}$	1.10(756)
SW UMa	Q	402044010	$1.1^{+1.1}_{-1.0}$	$7.7^{+0.4}_{-0.4}$	$0.6\substack{+0.1\\-0.1}$	$0.66^{+0.03}_{-0.03}$	162^{+65}_{-64}	$9.5_{-0.1}^{+0.1}$	1.01 (221)

表 5.1: tbabs×(mkcflow+gaussian) モデルを用いたフィッティング結果。

* 誤差はすべて 1 σ の不確定性を表す。

[†] プラズマのアバンダンス。

‡ 境界層の質量降着率。

[§] 6.4 keV の中性鉄輝線の半値幅 (Equivarent Width; EW)。

¶ 0.5-10.0 keV の X 線光度。天体までの距離は表 4.1 の値を使った。

 \parallel Reduced χ^2 (χ^2_{red}) と自由度 (degree of freedom; dof)。

** すでに水素柱密度が求められているものに関しては N_H の値を固定してフィッティングを行った。Z Cam; Baskill et al. (2005),

SS Cyg; Mauche et al. (1988), U Gem; Long et al. (1996), VW Hyi; Polidan et al. (1990)

5.2.2 強い吸収を持つスペクトル

スペクトルフィットから求めた星間吸収 $N_{\rm H}$ の水素柱密度のうち、KT Per と V893 Sco は、 天体方向の銀河系内の水素柱密度よりも有意に大きい (表 5.2)。ここで、銀河系内の水素柱密度は HEASARC のウェブツール¹を利用して求めた。そこで我々は、星間吸収以外に天体に固有の吸収が

Target	Sequence	$N_{\rm H}^{\rm ISM}/10^{21*}$	$N_{\rm H}^{\rm Gal.}/10^{21\dagger}$
	No.	(cm^{-2})	(cm^{-2})
KT Per	403041010	2.9^{+3}_{-2}	1.85
V893 Sco	401041010	89^{+2}_{-2}	1.43
*モデルフィッ	, トから求めた屋	目物質の水素柱察	度。

表 5.2: N_H の比較

[†]天体方向の銀河系内の水素柱密度。Dickey & Lockman (1990) の値を用いた。

あると考えた。また、Z Cam の一回目の観測 (ID:404022010) からは天体由来と考えられる強い吸収 の存在が確認されている (Saitou et al. 2012)。そのため、これを加えた 3 つの観測データに対し、星 間吸収以外にもうひとつ吸収体を加えてモデルフィットを行った。ここでは、Z Cam はすべて一回目 の観測 (ID:404022010) を指す。また、以降の解析では、 Z Cam の星間吸収は Baskill et al. (2005) による値 ($N_{\rm H} = 4 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$)を、KT Per と V893 Sco は天体方向の銀河系内の水素柱密度を星間 吸収として固定した (表 5.2; $N_{\rm H} = 1.85 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$, および $N_{\rm H} = 1.43 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$)。

まずは星間吸収と同じ吸収体 (tbabs) を考えてフィッティングを行ったところ、KT Per と V893 Sco の χ^2_{red} の値はそれぞれ、1.06 と 1.31 で tbabs をもうひとつ追加する前と変わらず、 Z Cam の χ^2_{red} の値は 1.39 となり、いずれの場合もスペクトルをよく再現できるとは言えなかった。 次に、降着円盤からのウィンドによる吸収の可能性を考え、中性の部分吸収体 (A partial covering fraction absorption; pcfabs)、および、完全電離した部分吸収体 (zxipcf) の 2 種類の部分吸収を考 えた。これらの吸収を加えた時のベストフィットパラメーターを図 5.4 と表 5.3; 表 5.4 にまとめた。

¹http://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/w3nh/w3nh.pl



図 5.5: 部分吸収を加えたベストフィットモデル。各図において、一番上段のパネルは中性の吸収体 (pcfabs) を加えたと きのベストフィットモデルを表す。下段のパネル (a) は中性の吸収体 (pcfabs)、(b) は電離した吸収体 (zxipcf) を加えた ときのモデルとデータとの残差である。

表 5.3: 中性の部分吸収体を追加したフィッティング結果。

Target	$N_{\rm H}^{\rm CSM}/10^{21\dagger}$	$C^{\mathrm{CSM}\ddagger}$	$T_{\rm max}$	Z	$\dot{M}/10^{-11}$	EW	$L_{\rm X}/10^{30}$	$\chi^2_{\rm red} \ ({\rm dof})$
	(cm^{-2})		(keV)	(Z_{\odot})	$(M_{\odot} \text{ year}^{-1})$	(eV)	(erg s^{-1})	
Z Cam	$9.3_{-0.3}^{+0.4}$	$0.66\substack{+0.01\\-0.01}$	$33.9^{+0.4}_{-1.1}$	$2.41_{-0.07}^{+0.07}$	$2.48^{+0.07}_{-0.03}$	63^{+5}_{-6}	$127.6_{-0.3}^{+0.3}$	1.15(2750)
KT Per	$8.2^{+1.6}_{-2.4}$	$0.51\substack{+0.05 \\ -0.07}$	$10.3^{+1.4}_{-0.6}$	$0.65\substack{+0.08 \\ -0.08}$	$1.04_{-0.1}^{+0.1}$	75^{+25}_{-27}	$19.3_{-0.2}^{+0.2}$	1.01 (411)
V893 Sco	$18.3_{-0.8}^{+0.6}$	$0.80\substack{+0.01 \\ -0.01}$	$17.3_{-0.5}^{+0.4}$	$1.57\substack{+0.07 \\ -0.07}$	$3.0^{+0.1}_{-0.2}$	50^{+9}_{-9}	$88.9\substack{+0.4 \\ -0.4}$	0.96(1071)

* 誤差はすべて 1σ の不確定性を表す。特に表記のないパラメータについては表 5.1 と同じである。星間物質の水素柱密度は、Z Cam は Baskill et al. (2005) で求められている値に、KT Per と V893 Sco は表 5.2 の $N_{\rm H}^{\rm Gal.}$ の値にそれぞれ固定した。

†追加した中性の部分吸収体の水素柱密度 (N^{CSM}_H)。

[‡] Covering fraction $(C^{\text{CSM}})_{\circ}$

表 5.4: 電離した部分吸収体を追加したフィッティング結果。

Target	$N_{\rm H}^{\rm CSM}/10^{21\dagger}$	$C^{\mathrm{CSM}\ddagger}$	$\log \xi^{\text{CSM}\S}$	T_{High}	Z	$\dot{M}/10^{-11}$	EW	$L_{\rm X}/10^{30}$	$\chi^2_{\rm red} \ ({\rm dof})$
	(cm^{-2})			(keV)	(Z_{\odot})	$(M_{\odot} \text{ year}^{-1})$	(eV)	(erg s^{-1})	
Z Cam	$6.0^{+1.1}_{-1.1}$	$0.75_{-0.01}^{+0.01}$	$-0.6^{+0.2}_{-0.2}$	$25.8^{+0.9}_{-0.7}$	$2.07\substack{+0.06 \\ -0.06}$	$3.22_{-0.06}^{+0.15}$	82^{+8}_{-6}	$134.2_{-0.4}^{+0.4}$	1.13(2752)
KT Per	$4.7_{-1.5}^{+0.9}$	$0.55\substack{+0.06 \\ -0.04}$	$2.6_{-0.4}^{+0.14}$	$11.6^{+1.4}_{-1.8}$	$0.66\substack{+0.08\\-0.08}$	$0.91\substack{+0.2 \\ -0.1}$	67^{+24}_{-24}	$18.9^{+0.2}_{-0.2}$	1.00(413)
V893 Sco	$6.8^{+1.6}_{-0.7}$	$0.87\substack{+0.01 \\ -0.01}$	$-1.1^{+0.2}_{-0.2}$	$15.1_{-0.5}^{+0.3}$	$1.37\substack{+0.06 \\ -0.06}$	$3.54_{-0.1}^{+0.1}$	46^{+9}_{-9}	$94.6_{-0.5}^{+0.5}$	0.94(1073)

* 誤差はすべて 1 σ の不確定性を表す。特に表記のないパラメータについては表 5.1 と同じである。星間物質の水素柱密度は、Z Cam は Baskill et al. (2005) で求められている値に、KT Per と V893 Sco は表 5.2 の $N_{\rm H}^{\rm Gal.}$ の値にそれぞれ固定した。

[†] 追加した電離した部分吸収体の水素柱密度 (N_H^{CSM})。

[‡] Covering fraction $(C^{\text{CSM}})_{\circ}$

 $[§] 電離パラメータ。<math>\xi=L_X/nr^2$ で定義される。

5.2.3 アウトバーストおよびスーパーアウトバースト時のスペクトル

表 5.1、表 5.3、および表 5.4 から、静穏時のデータはすべて mkcflow モデルでよく再現でき ている ($\chi^2_{red} < 1.3$) ものの、アウトバースト時およびスーパーアウトバースト時 (以降、この節で は両方を合わせてアウトバーストと呼ぶ) はこのモデルではうまく説明できない ($\chi^2_{red} > 1.4$)。唯一、 Z Cam の一回目の観測はアウトバースト時のデータであるものの、部分吸収を追加したモデルではよ く再現できている。この観測は可視光での増光が起きてから 1 日以内の観測であるが (図を載せる)、 X 線のアウトバーストは可視光のアウトバーストに比べて 1 日 ~1 日半ほど遅れることが知られてい る (Wheatley et al. 2003)。そのため、この観測は可視光のアウトバースト中ではあるが、X 線では 静穏時のような振る舞いをしているのではないかと考えられる。

アウトバースト時には、EUV~軟X線帯域で中性の吸収体やアウトフローによる散乱の存在が 示唆されている (Mauche 2004)。そこで我々は、これらの影響が受けにくいと考えられる 2.0 keV 以 上のエネルギー帯のみに制限し、アウトバースト時のスペクトルを同じモデル (tbabs×mkcflow) で 再度フィッティングを行った (図 5.6、および表 5.5)。2.0–10.0 keV のエネルギー帯では、アウトバー スト時のスペクトルもこのモデルで再現でき、また 2.0 keV 以下のスペクトルからは、静穏時には見 られない強い超過成分の存在が確認できた。



図 5.6: アウトバーストおよびスーパーアウトバースト時のスペクトルを 2.0–10.0 keV でフィットした図。 2.0 keV 以下 のモデルは、2.0–10.0 keV のフィッティングで求めたベストフィットパラメータをそのまま用いた。バックグラウンドは引 いてある。黒は XIS 0, 赤は XIS 1, 緑は XIS 3 をそれぞれ表す。FI は 0.4–10.0 keV,BI は 0.25–8.0 keV をそれぞれ使用 した。上段のパネルはデータ (十字) とベストフィットモデル (実線)、gaussian モデル (点線)、下段のパネルはデータと モデルの残差を示す。

表 5.5: アウトバースト時の 2 keV 以上のスペクトルを tbabs×(mkcflow+gaussian) モデルを用いてフィットした結果。

Target	State	Sequence	$N_{ m H}/10^{20}$	$T_{\rm max}$	Z^{\dagger}	$\dot{M}/10^{-11\ddagger}$	EW§	$L_{\rm X}/10^{30}$	$\chi^2_{\rm red} \; ({\rm dof})^{\parallel}$
		No.	(cm^{-2})	(keV)	(Z_{\odot})	$(M_{\odot} \text{ year}^{-1})$	(eV)	(erg s^{-1})	
Z Cam	OB	407016010	0.4**	$7.19^{+1.2}_{-1.2}$	$3.1_{-0.9}^{+0.8}$	$0.19\substack{+0.02 \\ -0.04}$	0	$2.53_{-0.10}^{+0.10}$	1.17(42)
SS Cyg	OB	400007010	0.35**	$11.7_{-0.4}^{+0.4}$	$1.07\substack{+0.06 \\ -0.06}$	$1.68\substack{+0.05\\-0.05}$	82^{+10}_{-11}	$34.9_{-0.2}^{+0.2}$	1.09(1079)
U Gem	OB	407035010	0.31**	$15.8^{+0.7}_{-0.6}$	$2.3^{+0.1}_{-0.1}$	$0.72_{-0.03}^{+0.02}$	116^{+11}_{-11}	$19.9\substack{+0.1 \\ -0.1}$	1.10 (956)
VW Hyi	SO	406009010	0.006**	$3.3_{-0.1}^{+0.1}$	$2.1_{-0.2}^{+0.3}$	$0.72_{-0.03}^{+0.07}$	70^{+27}_{-34}	$4.01\substack{+0.06 \\ -0.06}$	1.27(190)

* 誤差はすべて 1 σ の不確定性を表す。

† プラズマのアバンダンス。‡ 境界層の質量降着率。

[§] 6.4 keV の中性鉄輝線の半値幅 (Equivarent Width; EW)。

[¶] 0.5–10.0 keV の X 線光度。天体までの距離は表 4.1 の値を使った。

 \parallel Reduced χ^2 (χ^2_{red}) と自由度 (degree of freedom; dof)。

** N_Hの値を固定してフィッティングを行った。Z Cam; Baskill et al. (2005), SS Cyg; Mauche et al. (1988), U Gem; Long et al.

(1996), VW Hyi; Polidan et al. (1990)

アウトバースト時に 2.0 keV 以下のスペクトルで見られた超過成分を、統計の良い SS Cyg と U Gem のアウトバースト時のデータを用いて、以下の方法で評価した。tbabs×(mkcflow+gaussian) モデルにおいて、2.0–10.0 keV のエネルギーバンドでフィットしたベストフィットパラメーターの値で 固定する。次に、0.25–10.0 keV のエネルギーバンドにおいて、どちらもアウトバースト時には極端紫 外線で降着円盤からの黒体放射成分が観測されているので、この黒体放射成分 (bbody) を追加する。 降着円盤からの黒体放射の温度は、SS Cyg は ~250,000 K(Mauche 2004)、U Gem は ~140,000 K (Long et al. 1996) の値に固定した。2.0 keV 以下の残差には光学的に薄いプラズマからの放射と考え られる輝線のような構造が見られたため、続いて、光学的に薄い単温度の熱的プラズマモデル (MEKAL; Mewe et al. 1985, 1986; Liedahl et al. 1995; Kaastra et al. 1996) を追加した。このとき、U Gem か らは残差が消えた ($\chi^2_{red} < 1.26$)。一方、SS Cyg にはまだ残差が残っていたため、二温度の熱的プラ ズマモデル (MEKAL+MEKAL) を追加したところ、こちらも残差をよく再現できた ($\chi^2_{red} < 1.22$; 図 5.7, 表 5.6)。



図 5.7: アウトバースト時の (左) SS Cyg と (右) U Gem のベストフィットモデル。バックグラウンドは引いてある。黒 は XIS 0, 赤は XIS 1, 緑は XIS 3 をそれぞれ表す。FI は 0.4–10.0 keV,BI は 0.25–8.0 keV をそれぞれ使用した。

スーパーアウトバースト時に 2.0 keV 以下のスペクトルで見られた超過成分についても、アウト バースト時と同様に評価を行ったところ、二温度のプラズマモデルを追加しただけではスペクトルを よく再現できなかった。そこで我々は、白色矮星表面での温度 (~数 10 eV) に固定していた境界層 のプラズマの最低温度 $T_{\rm min}$ の値を、フリーパラメーターとして再度フィッティングを行ったところ、 $\chi^2_{\rm red}$ に改善が見られた (図 5.8,表 5.7)。



図 **5.8:** スーパーアウトバースト時の VW Hyi のベストフィットモデル。バックグラウンドは引いてある。黒は XIS 0, 赤 は XIS 1, 緑は XIS 3 をそれぞれ表す。FI は 0.4–10.0 keV,BI は 0.25–8.0 keV をそれぞれ使用した。

表 5.6: アウトバースト時のスペクトルのベストフィットパラメーター。

Target	State	Sequence	$N_{\mathrm{H}}/10^{20}$	$T_{\max}^1^{\dagger}$	$T_{\max}^2^{\dagger}$	$L_{\rm X}/10^{30\ddagger}$	$\chi^2_{ m red}~(m dof)^{\S}$
		No.	(cm^{-2})	(keV)	(keV)	(erg s^{-1})	
SS Cyg	OB	400007010	0.35 [¶]	$0.18\substack{+0.01 \\ -0.01}$	$0.63\substack{+0.01 \\ -0.01}$	$39.2^{+0.1}_{-0.1}$	1.22(2328)
U Gem	OB	407035010	0.31 [¶]	$0.12\substack{+0.01\\-0.01}$	_	$19.7\substack{+0.01 \\ -0.01}$	1.25(2025)

* 誤差はすべて 1σ の不確定性を表す。2.0 keV 以上の mkcflow のパラメータは表 5.5 の値に固定した。

[†] 光学的に薄い熱的プラズマの (MEKAL) の温度。

[‡] 0.5–10.0 keV の X 線光度。天体までの距離は表 4.1 の値を使った。

[§] Reduced χ^2 ($\chi^2_{\rm red}$) と自由度 (degree of freedom; dof)。

[¶] N_H の値は固定してフィッティングを行った。SS Cyg; Mauche et al. (1988), U Gem; Long et al. (1996)

 $L_{\rm X}/10^{30\,{\rm s}}$ $\chi^2_{\rm red} \ ({\rm dof})^{\P}$ $T_{\rm max}^1$ $T_{\rm max}^2$ [‡] State Sequence $N_{\rm H}/10^{20}$ $T_{\rm Low}^{\dagger}$ Target (erg s^{-1}) (cm^{-2}) (keV) No. (keV) (keV) $1.26\substack{+0.03 \\ -0.03}$ $0.123\substack{+0.005 \\ -0.004}$ $0.656\substack{+0.003\\-0.005}$ $5.00\substack{+0.03 \\ -0.03}$ SO 0.006^{\parallel} VW Hyi 406009010 1.69(734)

表 5.7: スーパーアウトバースト時のスペクトルのベストフィットパラメーター。

* 誤差はすべて 1σ の不確定性を表す。2.0 keV 以上の mkcflow のパラメータは表 5.5 の値に固定した。

[†] mkcflow の最低温度 T_{min}。[‡] 光学的に薄い熱的プラズマの (MEKAL) の温度。

[§] 0.5–10.0 keV の X 線光度。天体までの距離は表 4.1 の値を使った。

¶ Reduced χ^2 (χ^2_{red}) と自由度 (degree of freedom; dof)。

^{||} N_H の値を固定してフィッティングを行った。(Polidan et al. 1990)
第6章 議論

Contents

6.1	観測結果のまとめ....................................	74
6.2	各フェイズにおける X 線放射領域	75
6.3	アウトバースト時の2つのタイプの違い	76
6.4	遷移時における強い部分吸収...............................	83

6.1 観測結果のまとめ

議論に先立ってここまでに行った観測結果をまとめる。

- 6.1-1 静穏時の観測結果のまとめ
 - (1) スペクトルは全エネルギーバンドにわたって mkcflow モデルで説明できる。
 - (2) 星間吸収より有意に大きい吸収を示すデータが3観測あり、スペクトルはすべて部分吸収 を考慮したmkcflowモデルで再現できる。これらは可視光でのアウトバーストの増光中に おいて見られる。
- 6.1-2 アウトバースト時の観測結果のまとめ
 - (3) 2.0 keV 以上は mkcflow モデルで説明できる。このとき、低エネルギー側に超過成分が出てくるが、これは単温度、もしくは二温度の光学的に薄いプラズマで再現できる。
 - (4) 静穏時に比べ、質量降着率は上がるが、mkcflowの最高温度 Tmax が下がる。
 - (5) アウトバーストには2つのタイプがある(表 6.1)。
 - SS Cyg タイプ
 - (先行研究) アウトバースト時に X 線光度が暗くなり、スペクトルはソフトになる。
 - (我々の研究)アウトバースト時の質量降着率の増加幅は小さく、温度 T_{max}の減少の幅が大きい。低エネルギー側の超過成分は大きく、光学的に薄い二温度プラズマで説明できる。
 - U Gem タイプ
 - (先行研究) アウトバースト時に X 線光度が明るくなり、スペクトルのハードネス は変わらない。
 - (我々の研究) アウトバースト時の質量降着率の増加幅は大きく、温度 T_{max}の減少の幅は小さい。低エネルギー側の超過成分は小さく、光学的に薄い単温度プラズマで説明できる。この単温度プラズマは、SS Cyg タイプに追加した二温度プラズマの温度よりも低い。
- 6.1-3 スーパーアウトバースト時の観測結果のまとめ
 - (6) アウトバースト時と同様に、2 keV 以上は mkcflow モデルで説明できる。
 - (7) 低エネルギー側の超過成分は二温度プラズマを追加しただけでは説明できず、境界層のプ ラズマ (mkcflow) の温度 T_{min} を上げる必要がある。

74

Target	State	Hardness ratio [†]	$L_{\rm X}/10^{30\ddagger}$	$\dot{M}/10^{-11\S}$	T_{\max}^{\P}	EW	T_{MEKAL}^{**}	
			(erg s^{-1})	$(M_{\odot} \text{ year}^{-1})$	(keV)	(eV)	(keV)	
SS Cyg	Q	0.08	$103.3_{-0.2}^{+0.2}$	$1.50\substack{+0.01 \\ -0.01}$	$51.6^{+0.5}_{-0.6}$	63^{+5}_{-4}	—	
	OB	-0.25	$39.2^{+0.1}_{-0.1}$	$1.68\substack{+0.05\\-0.05}$	$11.7_{-0.4}^{+0.4}$	82^{+10}_{-11}	0.18 & 0.63	
U Gem	Q	0.11	$9.25_{-0.05}^{+0.05}$	$0.214_{-0.003}^{+0.004}$	$27.2_{-0.6}^{+0.7}$	49^{+13}_{-13}	—	
	OB	0.03	$19.7\substack{+0.01 \\ -0.01}$	$0.72_{-0.03}^{+0.02}$	$15.8_{-0.6}^{+0.7}$	116^{+11}_{-11}	0.12	

表 6.1: SS Cyg と U Gem におけるフェイズごとのパラメーターの比較。

* 誤差はすべて 1 σ の不確定性を表す。

[†] (H – S)/(H + S) (S; 0.2–1.5 keV, H; 1.5–10.0 keV) で定義したハードネス比の中央値。

[‡] 0.5–10.0 keV の X 線光度。天体までの距離は表 4.1 の値を用いた。

[§] 境界層の質量降着率。

[¶] mkcflow モデルで求めたプラズマの最高温度。

^{||} 6.4 keV の中性鉄輝線の半値幅 (Equivarent Width; EW)。

** アウトバースト時の超過成分を説明するプラズマ (MEKAL) の温度。

6.2 各フェイズにおける X 線放射領域

静穏時には、光学的に薄い高温プラズマからの放射だけでスペクトルが説明できるため、境界層 からの放射がほとんどすべてであると考えられる。一方、アウトバースト時には、境界層とは別の領 域に低温プラズマが存在すると考えられる。また、スーパーアウトバースト時には、広がった低温プ ラズマの存在に加えて、境界層のプラズマの最低温度 *T*_{min} が上がる。これは白色矮星近傍の光学的 に厚いプラズマが広がってきているためではないかと考えられる。図 6.2 は、これら X 線放射領域の フェイズごとの変化の概略図である。

アウトバースト時には境界層からだけでなく、質量降着率が増えるに伴って、広がった低温プラ ズマからも X 線放射が放射されるようになる (Ishida et al. 2009, 図 2.12)。XMM-Newton 衛星によ る食を起こす矮新星 Z Cha の X 線観測から、静穏時では見えていた食がアウトバースト時では見え なくなる (図 6.1, Wheatley 2013)。これは、アウトバースト時に X 線の放射領域が広がっているこ とを示唆しており、アウトバースト時には広がった低温プラズマが存在するという考えと一致する。 また、Chandra 衛星の透過回折格子を用いた高分散 X 線スペクトルから、アウトバースト時には輝 線幅が広くなることが知られている (Mauche et al. 2005)。これは、アウトバースト時にはプラズマ が円盤状に広がっている、もしくはアウトフローの存在を示唆している。XMM-Newton 衛星による 矮新星 Z Cha の観測データを用いて、アウトバースト時の食による変動をエネルギーバンドごとに わけて調査することで、両者を区別することが可能であると考えられる。スーパーアウトバースト時 には、広がった低温プラズマの存在に加えて、境界層のプラズマの最低温度が上がる。これは白色矮 星近傍の光学的に厚いプラズマが広がってきているためではないかと考えられる。図 6.2 は、これら X 線放射領域のフェイズごとの変化の概略図である。



図 6.1: XMM-Newton 衛星による矮新星 Z Cha の食の X 線観測 (Wheatley 2013)。静穏時には観測されていた食が、ア ウトバースト時には観測されない。

6.3 アウトバースト時の2つのタイプの違い

今回の我々の解析 (表 6.1) から、SS Cyg タイプは

- アウトバースト時に質量降着率の増加率が小さい、
- 境界層のプラズマの最高温度 T_{max} の減少の幅が大きい、
- スペクトルがソフトになる、
- X線の光度が小さくなる、

などの結果が得られた。一方、U Gem タイプは

- アウトバースト時に境界層のプラズマの最高温度 T_{max} の減少の幅が小さい
- ・質量降着率の増加率が大きい



図 6.2: 矮新星の静穏時(左)とスーパーアウトバースト時(右)のX線放射領域の構造。薄い灰色の部分がX線を放射する光学的に薄い高温プラズマである。アウトバースト時には低温のプラズマが降着円盤上にコロナのように広がる。また、 降着円盤が白色矮星の近傍まで伸びるため、境界層の最高温度が下がる。スーパーアウトバースト時には、これらに加えて、白色矮星近傍の光学的に厚いプラズマが広がり、境界層のプラズマの最低温度が上昇する。

- スペクトルのハードネス比はあまり変わらない
- X線の光度は大きくなる

などの結果が得られた。

これらの結果は Pringle & Savonije (1979) の予想とよく一致しており、彼らのモデル (第 2.3.1 節) を強く支持する。

SS Cyg と U Gem は、可視光による観測を基にした分類ではどちらも同じ U Gem タイプであ る。それにもかかわらず、両者の X 線での振る舞いは明らかに異なる。我々は、今回のデータセット の中から、静穏時とアウトバースト、もしくはスーパーアウトバーストの観測がある 4 天体 (Z Cam, SS Cyg, U Gem, VW Hyi) を、X 線光度およびハードネス比の変化を基に SS Cyg タイプと U Gem タイプに分類した。

- SS Cyg タイプ:アウトバースト時に X 線光度が下がり、ハードネス比がソフトになるもの。
 ... Z Cam, SS Cyg, VW Hyi。
- U Gem タイプ:アウトバースト時に X 線光度が上がり、ハードネス比は変わらないもの。 … U Gem。

Pringle & Savonije (1979) によれば、この2つの違いは、降着するガスが、free-free radiation で冷えていくタイムスケール ($t_{\rm ff}$) と断熱膨張で広がるタイムスケール ($t_{\rm ad}$) の比の違いである。今、 境界層での衝撃波が十分強く、粘性係数 $\alpha \sim 1$ とすると、それぞれのタイムスケールは、

$$t_{\rm ff} = 4.9 \times 10^{-3} \dot{m}^{-11/17} m^{-9/17} r_*^{22/17} \left(\frac{T_s}{T_s({\rm max})}\right)^{1/2} {\rm s}$$
(6.1)

$$t_{\rm ad} = 1.2 \times 10^{-2} \dot{m}^{3/17} m^{-13/17} r_*^{28/17} \left(\frac{T_s}{T_s({\rm max})}\right)^{-1/2} {\rm s}$$
 (6.2)

で与えられる。したがってこの比は、

$$\frac{t_{\rm ff}}{t_{\rm ad}} = 0.4\dot{m}^{-14/17} m^{4/17} r_*^{-6/17} \left(\frac{T_s}{T_s({\rm max})}\right)$$
(6.3)

となる。ここで、

$$\dot{m} \equiv \dot{M}/(2 \times 10^{16} \text{ g s}^{-1})$$
 (6.4)

$$m = M_{\rm WD}/1M_{\odot} \tag{6.5}$$

$$r_* = R_{\rm WD} / (9 \times 10^8 \text{ cm})$$
 (6.6)

$$T_s \leq T_s(\max) = \frac{3}{16} \frac{\mu m_p}{k} \frac{GM_{WD}}{R_{WD}}$$
(6.7)

である。

 $t_{\rm ff} \gg t_{\rm ad}$ のとき、free-free radiation で冷える境界層のプラズマは光学的に薄く、衝撃波によって加熱されて $T \sim 10^5 - 10^8$ K の放射をする。一方、質量降着率が大きくなると式 6.3 から $t_{\rm ff} \ll t_{\rm ad}$ となる。すると cooling が効いて境界層は光学的に厚くなり、 $T \sim 10^5$ K の黒体放射が優勢となる。 Pringle & Savonije (1979) らの予測では、SS Cyg タイプでは、静穏時には $t_{\rm ff} \ge t_{\rm ad}$ 、アウトバースト時には $t_{\rm ff} \ll t_{\rm ad}$ であり、一方、U Gem タイプでは、静穏時には $t_{\rm ff} \gg t_{\rm ad}$ 、アウトバースト時に $t_{\rm ff} \le t_{\rm ad}$ である。

我々は、式 (6.1)、式 (6.2) から、SS Cyg, VW Hyi, Z Cam, U Gem の $t_{\rm ff}$ と $t_{\rm ad}$ を見積もり、 図 (6.3) にプロットした。アウトバーストが起こり質量降着率が大きくなると、SS Cyg, U Gem, VW Hyi では $t_{\rm ff}$ は小さく、 $t_{\rm ad}$ は大きくなることがわかる。Z Cam の遷移時には、アウトバースト 時以上の質量降着が起きており、 $t_{\rm ff}$ はアウトバースト時よりも小さくなっている。また、静穏時・ア ウトバースト時にかかわらず、すべての場合において、 $t_{\rm ff} \ge t_{\rm ad}$ である。ここで求めた $t_{\rm ad}$ と $t_{\rm ff}$ だ けからでは、アウトバースト時の二つのタイプが区別することは難しい。したがって、この2つのタ イムスケール以外の要因が存在しているのではないかと考えられる。

*t*_{ff} と *t*_{ad} の比は、プラズマの拡がり方を表していると考えられる。そこで我々は、白色矮星の 表面にガスが降着する面積 (footprint; *S*) を導入した。*S* は観測値だけから求まる量であり、単位面



図 6.3: $t_{\rm ff}$ vs $t_{\rm ad}$ プロット。

積当たりの質量降着率 a と質量降着率 M の値から、

$$S = \frac{\dot{M}}{a} \tag{6.8}$$

と計算できる。単位面積当たりの質量降着率 *a* を求める上で、post-shock accretion column (PSAC) モデル (Hayashi & Ishida 2014) を用いて再度スペクトルフィットを行った。PSAC モデルは、intermediate polar (IP; sec 2.1.5) における白色矮星への質量降着を考えたモデルである (図 6.4)。このモ デルのパラメータは、白色矮星の質量 $M_{\rm WD}(M_{\odot})$ 、単位面積当たりの質量降着率 $a(g s^{-1} cm^{-2})$ 、元 素のアバンダンス Z、およびノーマライゼーションである。矮新星のジオメトリーは IP のそれとは 異なるため、定量的な議論は難しいものの、単位面積当たりの質量降着率 *a* の変化の傾向を見積も るには十分である。

 t_{ad}/t_{ff} の値は境界層のプラズマの拡がりを理論的に決定できるのに対し、S は観測から決定で きる。そこで、S と t_{ad}/t_{ff} の値をそれぞれ計算し、二次元プロット上で示した (図 6.5)。この図か ら、アウトバースト時には S が大きくなる傾向にあることがわかる。また、U Gem は t_{ad}/t_{ff} は大 きく変化しているものの、SS Cyg に比べ静穏時とアウトバースト時の S の変化が小さい。これは、 U Gem は静穏時にすでに境界層がある程度広がっている、もしくはアウトバースト時に境界層が広 がることのできる上限が決まっている、などが考えられる。



図 6.4: PSAC モデルのジオメトリー (Hayashi & Ishida 2014)。



図 6.5: $S \text{ vs } t_{\text{ad}}/t_{\text{ff}}$ プロット。



図 6.6: 異なる α における密度の変化のシミュレーション (Balsara et al. 2009)。色の変化はログスケールである。横軸 は白色矮星中心からの距離を表す (×10⁹ cm)。(a) は 粘性パラメータ $\alpha = 0.1$ であり、質量降着率の大きいアウトバース ト時に対応する。(b) は $\alpha = 0.001$ であり、質量降着率の小さい静穏時に対応する。静穏時に比べ、アウトバースト時に は境界層が拡がっていることがわかる。

Balsara et al. (2009) は、軸対称を仮定した 3 次元のナビエ・ストークス方程式を解き、異なる質量降着率ごとに境界層がどのように変化するかのシミュレーションを行った (図 6.6)。質量降着率が大きい時には、境界層のプラズマは光学的に厚くなり、降着円盤面に対して 30° ほど拡がる。一方、 質量降着率が小さい時には境界層のプラズマはアウトバースト時ほど拡がらず、光学的に薄くなる。 このシミュレーションは、radiation の効果が入っていないものの、我々の「アウトバースト時には *S* が拡がる」という結果とよく一致する。

6.4 遷移時における強い部分吸収

今回、遷移時 (可視光のアウトバーストの増光フェイズ) をとらえた Z Cam, KT Per, V893 Sco の3つの観測すべてから、星間吸収より有意に大きい吸収を示す結果が得られた。これらのスペクト ルは、すべて部分吸収を考慮した mkcflow モデルでよく再現できた。したがって、このフェイズで は、部分吸収が存在するものの、X 線放射領域は静穏時と同じ状態であると考えられる。

この部分吸収体の候補としては、(i) 降着円盤の一部分が幾何的に X 線放射を遮っている、(ii) 降 着円盤からのディスクウィンドによって X 線放射の一部が吸収されている、などが考えられる。図 6.7 は遷移時のデータの遷移時のデータのエネルギーバンドごとのカウントレートと、ハードネス比のラ イトカーブである。ここでハードネス比は (*H* – *S*)/(*H* + *S*) (*S*; 0.2–2.0 keV, *H*; 2.0–10.0 keV) で 定義した。ハードネス比がソフトになるとき、高エネルギー側のカウントレートの変動は小さいもの の、低エネルギー側でのカウントレートが増加しているように見える。

我々は、ハードネス比が中央値よりも大きいか小さいかで2つにわけ、各観測ごとに2つのスペ クトルを作成した。Z Cam, V893 Sco は、2つのフェイズで高エネルギー側のスペクトルの形にほと んど違いが見られないものの、低エネルギー側ではハードネス比が小さいときにはカウントレートも 減少している。これは図 6.7 の時間変動から見られた結果をよく表している。



図 6.7: 遷移時のデータのエネルギーバンドごとのカウントレートと、ハードネス比のライトカーブ。(a) 0.2–10.0 keV (all band), (b) 0.2–2.0 keV (soft band; S), (c) 2.0–10.0 keV (hard band; H), および (d) ハードネス比 ((H-S)/(H+S))を表す。各パネルの水平方向の破線はそれぞれの中央値を、垂直方向の破線は軌道周期を表す。



図 6.8: ハードネス比の大小で分けたスペクトル。XIS1 のみを比較した。黒がハードネス比が中央値よりも小さいフェイズ (soft) でのスペクトル、赤がハードネス比が中央値よりも大きいフェイズ (hard) でのスペクトルである。

Target	Phase	$N_{\rm H}^{\rm CSM}/10^{21\dagger}$	$C^{\text{CSM}\ddagger}$	$T_{\rm max}$	Ζ	$\dot{M}/10^{-11}$	EW	$\chi^2_{\rm red} \ ({\rm dof})$
_		(cm^{-2})		(keV)	(Z_{\odot})	$(M_{\odot} \text{ year}^{-1})$	(eV)	
Z Cam	All	$9.3_{-0.3}^{+0.4}$	$0.66\substack{+0.01 \\ -0.01}$	$33.9^{+0.4}_{-1.1}$	$2.41_{-0.07}^{+0.07}$	$2.48^{+0.07}_{-0.03}$	63^{+5}_{-6}	1.15(2750)
	Soft	$8.6\substack{+0.4 \\ -0.5}$	$0.60\substack{+0.01 \\ -0.01}$	$27.2^{+0.8}_{-0.5}$	$2.10\substack{+0.08 \\ -0.08}$	$3.00\substack{+0.05\\-0.07}$	68^{+8}_{-8}	1.16(1357)
	Hard	$12.2_{-0.4}^{+0.4}$	$0.78\substack{+0.01 \\ -0.01}$	$28.4_{-0.7}^{+0.8}$	$2.32\substack{+0.09 \\ -0.09}$	$3.08\substack{+0.07 \\ -0.09}$	66^{+8}_{-8}	1.09(1245)
KT Per	All	$8.2^{+1.6}_{-2.4}$	$0.51_{-0.07}^{+0.05}$	$10.3^{+1.4}_{-0.6}$	$0.65\substack{+0.08 \\ -0.08}$	$1.04_{-0.1}^{+0.1}$	75_{-27}^{+25}	1.01 (411)
	Soft	$4.6^{+1.4}_{-1.8}$	$0.57\substack{+0.10 \\ -0.09}$	$9.26\substack{+0.75 \\ -0.57}$	$0.59\substack{+0.12 \\ -0.13}$	$1.06\substack{+0.07 \\ -0.08}$	153^{+51}_{-57}	1.04(158)
	Hard	$11.8^{+2.8}_{-2.8}$	$0.49^{+0.05}_{-0.05}$	$12.7^{+1.2}_{-1.2}$	$0.66\substack{+0.14\\-0.12}$	$0.92^{+0.07}_{-0.07}$	66^{+59}_{-45}	1.08(171)
V893 Sco	All	$18.3^{+0.6}_{-0.8}$	$0.80\substack{+0.01 \\ -0.01}$	$17.3_{-0.5}^{+0.4}$	$1.57\substack{+0.07 \\ -0.07}$	$3.0^{+0.1}_{-0.2}$	50^{+9}_{-9}	$0.96\ (1071)$
	Soft	$14.1_{-0.9}^{+0.9}$	$0.75_{-0.01}^{+0.01}$	$17.6^{+1.3}_{-1.0}$	$1.41_{-0.10}^{+0.10}$	$3.01_{-0.15}^{+0.14}$	50^{+13}_{-14}	1.07 (476)
	Hard	$21.2^{+1.0}_{-0.8}$	$0.86^{+0.01}_{-0.01}$	$19.0^{+0.7}_{-0.8}$	$1.68^{+0.11}_{-0.11}$	$2.79_{-0.11}^{+0.13}$	42^{+13}_{-11}	0.91 (427)

表 6.2: 中性の部分吸収体を追加したフィッティング結果。

* 誤差はすべて1 σの不確定性を表す。特に表記のないパラメータについては表 5.1 と同じである。星間物質の水素柱密度は、Z Cam

は Baskill et al. (2005) で求められている値に、KT Per と V893 Sco は表 5.2 の $N_{\rm H}^{\rm Gal.}$ の値にそれぞれ固定した。

†追加した中性の部分吸収体の水素柱密度 (N_H^{CSM})。

[‡] Covering fraction $(C^{\text{CSM}})_{\circ}$

Target	Phase	$N_{\rm H}^{\rm CSM}/10^{212}$	C^{CSM3}	$\log \xi^{\rm CSM4}$	T_{High}	Z	$\dot{M}/10^{-11}$	EW	$\chi^2_{\rm red} \ ({\rm dof})$
	(cm^{-2})				(keV)	(Z_{\odot})	$(M_{\odot} \text{ year}^{-1})$	(eV)	
Z Cam	All	$6.0^{+1.1}_{-1.1}$	$0.75_{-0.01}^{+0.01}$	$-0.6^{+0.2}_{-0.2}$	$25.8^{+0.9}_{-0.7}$	$2.07\substack{+0.06 \\ -0.06}$	$3.22_{-0.06}^{+0.15}$	82^{+8}_{-6}	1.13(2752)
	Soft	$5.2^{+0.8}_{-0.8}$	$0.67\substack{+0.01 \\ -0.01}$	$-0.6^{+0.3}_{-0.3}$	$25.5^{+1.4}_{-0.9}$	$1.99\substack{+0.08\\-0.08}$	$3.22_{-0.16}^{+0.10}$	65^{+8}_{-7}	1.15 (1356)
	Hard	$6.1^{+0.5}_{-0.5}$	$0.85\substack{+0.01 \\ -0.01}$	$-0.77\substack{+0.10\\-0.08}$	$25.9^{+0.8}_{-1.0}$	$2.06\substack{+0.08 \\ -0.08}$	$3.46^{+0.11}_{-0.08}$	62^{+7}_{-8}	1.06(1244)
KT Per	All	$4.7^{+0.9}_{-1.5}$	$0.55\substack{+0.06\\-0.04}$	$2.6^{+0.14}_{-0.4}$	$11.6^{+1.4}_{-1.8}$	$0.66\substack{+0.08\\-0.08}$	$0.91^{+0.2}_{-0.1}$	67^{+24}_{-24}	1.00(413)
	Soft	$1.9^{+1.8}_{-0.2}$	< 0.62	$0.6^{+0.2}_{-0.5}$	$9.5\substack{+0.6 \\ -0.9}$	$0.57\substack{+0.12 \\ -0.10}$	$1.03\substack{+0.08 \\ -0.07}$	155^{+50}_{-50}	0.98~(157)
	Hard	$10.0^{+1.7}_{-3.6}$	$0.52_{-0.05}^{+0.08}$	< 0.48	$12.1^{+1.9}_{-1.8}$	$0.65_{-0.13}^{+0.14}$	$1.05_{-0.15}^{+0.23}$	71^{+51}_{-52}	1.09(170)
V893 Sco	All	$6.8^{+1.6}_{-0.7}$	$0.87\substack{+0.01 \\ -0.01}$	$-1.1^{+0.2}_{-0.2}$	$15.1^{+0.3}_{-0.5}$	$1.37\substack{+0.06 \\ -0.06}$	$3.54_{-0.1}^{+0.1}$	46^{+9}_{-9}	0.94(1073)
	Soft	$7.8^{+1.4}_{-2.6}$	$0.82\substack{+0.02 \\ -0.04}$	$-0.7^{+0.4}_{-0.5}$	$15.6^{+1.3}_{-1.3}$	$1.26\substack{+0.11\\-0.10}$	$3.58^{+0.18}_{-0.16}$	48^{+14}_{-13}	1.06(475)
	Hard	$7.4_{-1.1}^{+0.9}$	$0.92\substack{+0.01 \\ -0.02}$	$-1.18\substack{+0.03\\-0.15}$	$15.7^{+0.6}_{-1.0}$	$1.42_{-0.1}^{+0.1}$	$3.51\substack{+0.16 \\ -0.16}$	38^{+16}_{-9}	0.89(426)

表 6.3: 電離した部分吸収体を追加したフィッティング結果。

¹ 誤差はすべて 1 σ の不確定性を表す。特に表記のないパラメータについては表 5.1 と同じである。星間物質の水素柱密度は、Z Cam は Baskill et al. (2005) で求められている値に、KT Per と V893 Sco は表 5.2 の $N_{\rm H}^{\rm Gal.}$ の値にそれぞれ固定した。 ² 追加した電離した部分吸収体の水素柱密度 ($N_{\rm H}^{\rm CSM}$)。

³ Covering fraction $(C^{\text{CSM}})_{\circ}$

⁴ 電離パラメータ。 $\xi = L_X/nr^2$ で定義される。

表 6.2, 6.3 は、ハードネス比の値で、all (全バンド)、hard (中央値より大きい)、soft (中央値よ り小さい) にわけたスペクトルをフィットした結果である。表 6.2 には中性の部分吸収体を、表 6.3 には電離した部分吸収体を用いた。部分吸収体の値の変化のみでスペクトルの変化をほとんど説明で きていることがわかる。また、図 6.7 から、ハードネス比の変化は軌道周期と同期はしていないよう に見える。したがって、ディスクの幾何的な吸収ではないと考えられる。

実際、Z Cam の遷移時からは、過去に 2 回、ディスクウィンド由来と考えられる強い部分吸収 の存在が確認されている (Baskill et al. 2001, Saitou et al. 2012)。我々の結果は、遷移時に強い部分 吸収体が存在することが、 Z Cam だけでなく、矮新星一般の性質であることを示唆する。

関連図書

- Balsara, D. S., Fisker, J. L., Godon, P., & Sion, E. M. 2009, Astrophysical Journal, 702, 1536
- Barrett, P. 1996, Publication of Astronomical Society of Pacific, 108, 412
- Baskill, D. S., Wheatley, P. J., & Osborne, J. P. 2001, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 328, 71
- Baskill, D. S., Wheatley, P. J., & Osborne, J. P. 2005, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 357, 626
- Bitner, M. A., Robinson, E. L., & Behr, B. B. 2007, Astrophysical Journal, 662, 564

Cropper, M. 1990, Space Science Reviews, 54, 195

- Dickey, J. M. & Lockman, F. J. 1990, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 28, 215
- Dotani, T. & Suzaku Team. 2008, in The Eleventh Marcel Grossmann Meeting On Recent Developments in Theoretical and Experimental General Relativity, Gravitation and Relativistic Field Theories, ed. H. Kleinert, R. T. Jantzen, & R. Ruffini, 1048–1050
- Echevarría, J., Pineda, L., & Costero, R. 1999, Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica, 35, 135
- Fabian, A. C. 1994, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 32, 277
- Fabian, A. C., Nulsen, P. E. J., & Canizares, C. R. 1991, Astronomy & Astrophysics Review, 2, 191
- Ferland, G. J., Pepper, G. H., Langer, S. H., et al. 1982, Astrophysical Journal Letters, 262, L53
- Friend, M. T., Martin, J. S., Connon-Smith, R., & Jones, D. H. P. 1990, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 246, 654
- George, I. M. & Fabian, A. C. 1991, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 249, 352

- Godon, P., Sion, E. M., Barrett, P. E., et al. 2008, Astrophysical Journal, 679, 1447
- Hōshi, R. 1979, Progress of Theoretical Physics, 61, 1307
- Harrison, T. E., McNamara, B. J., Szkody, P., et al. 1999, Astrophysical Journal Letters, 515, L93
- Hartley, L. E., Long, K. S., Froning, C. S., & Drew, J. E. 2005, Astrophysical Journal, 623, 425
- Hartmann, H. W., Wheatley, P. J., Heise, J., Mattei, J. A., & Verbunt, F. 1999, Astronomy & Astrophysics, 349, 588
- Hayashi, T. & Ishida, M. 2014, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 438, 2267
- Heise, J., Mewe, R., Brinkman, A. C., et al. 1978, Astronomy & Astrophysics, 63, L1
- Hellier, C. 2001, Cataclysmic Variable Stars
- Hessman, F. V., Robinson, E. L., Nather, R. E., & Zhang, E.-H. 1984, Astrophysical Journal, 286, 747
- Hirose, M. & Osaki, Y. 1990, Publication of Astronomical Society of Japan, 42, 135
- Howell, S. & Szkody, P. 1988, Publication of Astronomical Society of Pacific, 100, 224
- Ichikawa, S., Hirose, M., & Osaki, Y. 1993, Publication of Astronomical Society of Japan, 45, 243
- Ishida, M., Fujimoto, B., & Matsuzaki, K. 1996, in Astrophysics and Space Science Library, Vol. 208, IAU Colloq. 158: Cataclysmic Variables and Related Objects, ed. A. Evans & J. H. Wood, 259
- Ishida, M., Matsuzaki, K., Fujimoto, R., Mukai, K., & Osborne, J. P. 1997, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 287, 651
- Ishida, M., Okada, S., Hayashi, T., et al. 2009, Publication of Astronomical Society of Japan, 61, 77
- Ishisaki, Y., Maeda, Y., Fujimoto, R., et al. 2007, Publication of Astronomical Society of Japan, 59, 113
- Jurcevic, J. S., Honeycutt, R. K., Schlegel, E. M., & Webbink, R. F. 1994, Publication of Astronomical Society of Pacific, 106, 481

- Kaastra, J. S., Mewe, R., & Nieuwenhuijzen, H. 1996, in UV and X-ray Spectroscopy of Astrophysical and Laboratory Plasmas, ed. K. Yamashita & T. Watanabe, 411–414
- Kato, T., Imada, A., Uemura, M., et al. 2009, Publication of Astronomical Society of Japan, 61, 395
- Kokubun, M., Makishima, K., Takahashi, T., et al. 2007, Publication of Astronomical Society of Japan, 59, 53
- Koyama, K., Tsunemi, H., Dotani, T., et al. 2007, Publication of Astronomical Society of Japan, 59, 23
- Liedahl, D. A., Osterheld, A. L., & Goldstein, W. H. 1995, Astrophysical Journal Letters, 438, L115
- Long, K. S. & Gilliland, R. L. 1999, Astrophysical Journal, 511, 916
- Long, K. S., Mauche, C. W., Raymond, J. C., Szkody, P., & Mattei, J. A. 1996, Astrophysical Journal, 469, 841
- Lynden-Bell, D. & Pringle, J. E. 1974, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 168, 603
- Marsh, T. R., Horne, K., Schlegel, E. M., Honeycutt, R. K., & Kaitchuck, R. H. 1990, Astrophysical Journal, 364, 637
- Mason, E., Skidmore, W., Howell, S. B., & Mennickent, R. E. 2001, Astrophysical Journal, 563, 351
- Mason, K. O., Lampton, M., Charles, P., & Bowyer, S. 1978, Astrophysical Journal Letters, 226, L129
- Mattei, J. A., Mauche, C., & Wheatley, P. J. 2000, Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO), 28, 160
- Mauche, C. W. 2004, Astrophysical Journal, 610, 422
- Mauche, C. W., Raymond, J. C., & Cordova, F. A. 1988, Astrophysical Journal, 335, 829
- Mauche, C. W., Wheatley, P. J., Long, K. S., Raymond, J. C., & Szkody, P. 2005, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 330, The Astrophysics of Cataclysmic Variables and Related Objects, ed. J.-M. Hameury & J.-P. Lasota, 355

- McLaughlin, D. B. 1943, Publications of Michigan Observatory, 8, 149
- Mennickent, R. E. & Arenas, J. 1998, Publication of Astronomical Society of Japan, 50, 333
- Mewe, R., Gronenschild, E. H. B. M., & van den Oord, G. H. J. 1985, Astronomy & Astrophysics Supplement, 62, 197
- Mewe, R., Lemen, J. R., & van den Oord, G. H. J. 1986, Astronomy & Astrophysics Supplement, 65, 511
- Meyer, F. & Meyer-Hofmeister, E. 1981, Astronomy & Astrophysics, 104, L10
- Miller-Jones, J. C. A., Sivakoff, G. R., Knigge, C., et al. 2013, Science, 340, 950
- Mitsuda, K., Bautz, M., Inoue, H., et al. 2007, Publication of Astronomical Society of Japan, 59, 1
- Mukai, K., Kinkhabwala, A., Peterson, J. R., Kahn, S. M., & Paerels, F. 2003, Astrophysical Journal Letters, 586, L77
- Mukai, K., Zietsman, E., & Still, M. 2009, Astrophysical Journal, 707, 652
- Mushotzky, R. F. & Szymkowiak, A. E. 1988, in NATO ASIC Proc. 229: Cooling Flows in Clusters and Galaxies, ed. A. C. Fabian, 53–62
- Nelemans, G., Yungelson, L. R., & Portegies Zwart, S. F. 2004, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 349, 181
- Osaki, Y. 1974, Publication of Astronomical Society of Japan, 26, 429
- Osaki, Y. 1996, Publication of Astronomical Society of Pacific, 108, 39
- Pandel, D., Córdova, F. A., & Howell, S. B. 2003, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 346, 1231
- Pandel, D., Córdova, F. A., Mason, K. O., & Priedhorsky, W. C. 2005, Astrophysical Journal, 626, 396
- Patterson, J. 1994, Publication of Astronomical Society of Pacific, 106, 209
- Patterson, J. 2011, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 411, 2695
- Patterson, J., Schwartz, D. A., Pye, J. P., et al. 1992, Astrophysical Journal, 392, 233

Polidan, R. S., Mauche, C. W., & Wade, R. A. 1990, Astrophysical Journal, 356, 211

Pringle, J. E. & Savonije, G. J. 1979, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 187, 777

- Ramsay, G., Brocksopp, C., Groot, P. J., et al. 2007, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 372, 15th European Workshop on White Dwarfs, ed. R. Napiwotzki & M. R. Burleigh, 425
- Rappaport, S., Cash, W., Doxsey, R., McClintock, J., & Moore, G. 1974, Astrophysical Journal Letters, 187, L5
- Reis, R. C., Wheatley, P. J., Gänsicke, B. T., & Osborne, J. P. 2013, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 430, 1994
- Ricketts, M. J., King, A. R., & Raine, D. J. 1979, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 186, 233
- Ritter, H. & Kolb, U. 2011, VizieR Online Data Catalog, 1, 2018
- Saitou, K., Tsujimoto, M., Ebisawa, K., & Ishida, M. 2012, Publication of Astronomical Society of Japan, 64, 88
- Schoembs, R. & Vogt, N. 1981, Astronomy & Astrophysics, 97, 185
- Serlemitsos, P. J., Soong, Y., Chan, K.-W., et al. 2007, Publication of Astronomical Society of Japan, 59, 9
- Shafter, A. W. 1983, PhD thesis, California Univ., Los Angeles.
- Shafter, A. W. & Harkness, R. P. 1986, Astronomical Journal, 92, 658
- Sion, E. M., Cheng, F. H., Sparks, W. M., et al. 1997, Astrophysical Journal Letters, 480, L17
- Sion, E. M., Cheng, F.-H., Szkody, P., et al. 2001, Astrophysical Journal Letters, 561, L127
- Strohmayer, T. E. 2002, Astrophysical Journal, 581, 577
- Swank, J. H., Boldt, E. A., Holt, S. S., Rothschild, R. E., & Serlemitsos, P. J. 1978, Astrophysical Journal Letters, 226, L133
- Szkody, P., Nishikida, K., Raymond, J. C., et al. 2002, Astrophysical Journal, 574, 942

Takahashi, T., Abe, K., Endo, M., et al. 2007, Publication of Astronomical Society of Japan, 59, 35

- Thorstensen, J. R. 2003, Astronomical Journal, 126, 3017
- Thorstensen, J. R., Fenton, W. H., & Taylor, C. J. 2004, Publication of Astronomical Society of Pacific, 116, 300
- Thorstensen, J. R., Lépine, S., & Shara, M. 2008, Astronomical Journal, 136, 2107
- Thorstensen, J. R. & Ringwald, F. A. 1995, Information Bulletin on Variable Stars, 4249, 1
- Thorstensen, J. R. & Taylor, C. J. 1997, Publication of Astronomical Society of Pacific, 109, 1359
- van Amerongen, S., Damen, E., Groot, M., Kraakman, H., & van Paradijs, J. 1987, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 225, 93
- van der Woerd, H. & Heise, J. 1987, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 225, 141
- van Teeseling, A., Beuermann, K., & Verbunt, F. 1996, Astronomy & Astrophysics, 315, 467
- van Teeseling, A. & Verbunt, F. 1994, Astronomy & Astrophysics, 292, 519
- Warner, B. 1987, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 227, 23
- Warner, B. 1995, Cambridge Astrophysics Series, 28
- Wheatley, P., Mauche, C., & Mattei, J. 2003, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 345, 49
- Wheatley, P. J., Verbunt, F., Belloni, T., et al. 1996, Astronomy & Astrophysics, 307, 137
- Whitehurst, R. 1988, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 232, 35
- Wilms, J., Allen, A., & McCray, R. 2000, Astrophysical Journal, 542, 914
- Zhang, E.-H. & Robinson, E. L. 1987, Astrophysical Journal, 321, 813

付録A XISのコンタミネーション問題

Contents

A.1	概要	96
A.2	コンタミネーションモデルの改訂	96

A.1 概要

すざく衛星に搭載されている X 線 CCD カメラの表面には、時間の経過とともに炭素を主成分と する有機化合物が付着しており、これが汚染物質 (コンタミネーション) として、特に 1 keV 以下の 低エネルギー側の較正精度に大きな影響を及ぼしていることが知られている。図 A.1 は超新星残骸 E0102-72 (E0102) を 2005 年 8 月 31 日と 2013 年 9 月 28 日に観測した XIS 1 のデータである。E0102 は X 線スペクトルが時間変動しない天体であるが、コンタミネーションの影響により、検出された強 度が大きく下がっている。



図 A.1: E0102 の XIS 1 のスペクトルの比較。黒が 2005 年 8 月 31 日、赤が 2013 年 9 月 28 日に観測したスペクトル。

A.2 コンタミネーションモデルの改訂

コンタミネーションの影響を補正するために、我々 XIS チームでは、3 つの較正用天体、ブレー ザー PKS2155-304 (PKS2155)、中性子星 RXJ1856.5-3754 (RXJ1856)、超新星残骸 E0102、およ び昼地球の定期的な観測から CCD カメラに付着したコンタミネーションの量を時間の関数としてモ デル化を行なってきた。XIS 0 と XIS 3 は、水素、炭素、および酸素、XIS 1 はこれらに窒素を加 えた元素をコンタミネーションの主な組成と考え、スペクトルフィットから得られた各元素の柱密度 を基に、現象論的なモデルを作成した。図 A.2 は各元素・各検出器ごとのコンタミネーションのト レンドカーブである。我々は作成したモデルを CALibration DataBase (CALDB) ファイルに取り込 み、2012 年 9 月 2 日に 2009 年 12 月 (ae_xi[0123]_contami_20091201.fits; ver2009) 以来の改訂モデル (ae_xi[0123]_contami_20120719.fits; ver2012)¹ を、さらにその翌年の 2013 年 9 月 16 日に次の改訂モ デル (ae_xi[0123]_contami_20130813.fits; ver2013)² をリリースした。図 A.3 に 2013 年 10 月 30 日に 観測した PKS2155 を、ver2009, ver2012, ver2013 それぞれの CALDB を用いて応答関数を作成し てモデルフィットを行ったスペクトル図を示す。PKS2155 のモデルフィットには星間吸収 (tbabs) を 考慮したベキ乗モデル (pegpwrlw) を用いた。

¹http://www.astro.isas.ac.jp/suzaku/caldb/doc/xis/caldb_update_20120902_README.pdf ²http://www.astro.isas.ac.jp/suzaku/caldb/doc/xis/caldb_update_20130822_README.pdf



図 A.2: (左上) 水素、(右上) 炭素、(左下) 窒素、(右下) 酸素のトレンドカーブ。縦軸は各元素の柱密度、横軸は時間を 表す。各図中のパネルは上から順に、XIS 0、XIS 1、XIS 2、XIS 3 となっている。赤は E0102、青は PKS2155、緑は RXJ1856 のデータを表す。黒い実線は、これらのデータから作成したモデルである。



図 A.3: 2013 年 10 月 30 日に観測した PKS2155 の X 線スペクトル。3 つの図はそれぞれ、(a) ver2009、(b) ver2012、(c) ver2013 の CALDB を用いて作成した応答関数を用いて、星間吸収を考慮したベキ乗関数でフィッティングを行った図で ある。黒は XIS 0、赤は XIS 1、緑は XIS 3 を表し、エネルギーバンドは FI と BI でそれぞれ 0.4–2.0 keV と 0.3–2.0 keV である。各図の上のパネルの十字の点は観測データ、実線はベストフィットモデル、下のパネルはデータとモデルとの比で ある。図中の枠で囲まれた値は reduced χ^2 (χ^2_{red}) と自由度 (degree of freedom; dof) である。

Acknowledgements

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、たくさんの人に支えて頂き 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、研究を行う機会と多くの助言をいただきました。宇宙科学 研究所の辻本匡弘助教には、研究をする上で大切な心構えにはじまり、論文の書き方、観測提案書の 書き方、解析の仕方など、ここには書ききれないほど多くのことを指導して頂きました。宇宙科学研 究所の林多佳由さまには、修士論文の議論の際に様々なアドバイスをいただきました。また、同期で ある、菊地貴大くん、井澤正治くん、近藤恵介くん、東郷淳くん、富川和紀くんにも大変お世話にな りました。

ここには挙げられなかった他の多くの人たちも含め、みなさまに厚くお礼を申し上げます。あり がとうございました。

ACKNOWLEDGMENTS