エディントン限界に近い低質量X線連星 Sco X-1の 状態遷移と硬X線放射の観測

広島大学理学研究科物理科学専攻

高エネルギー宇宙・可視赤外天文研究室

M153384

岡田 千穂

主查:深沢 泰司 副查:小嶌 康史

2017年2月10日

概 要

中性子星のエディントン限界光度 10³⁸ erg/s に近い光度をもつ低質量 X 線連星は Z 天体と呼ばれ、カラー カラー図の上で Horizontal branch (HB)、Normal branch (NB)、Flaring branch (FB) と呼ばれる 3 つの 状態を遷移することが知られている。また、Z 天体は 10 keV 以上の硬 X 線放射が観測されており、50 keV 以上では熱的放射を卓越するハードテールの検出が報告されている。ただし、観測衛星や観測時期、天体 によってハードテールが観測されたりされなかったりしており、その起源についてはよく分かっていない。 この現象を明らかにすることで、中性子星や降着円盤の内縁付近の物理描像を明らかにすることにつなが ると考えている。

Sco X-1 は X 線で全天一明るい Z 天体であるため、状態遷移に伴うハードテールの時間変動を調べるの に適しており、Z 天体の中で RXTE、INTEGRAL 衛星の両方の衛星でハードテールの存在が示唆されて いる唯一の天体である。「すざく」衛星と NuSTAR 衛星を用いて解析を行ったところ、どちらの観測時間 帯でも、Z 天体にみられる HB、NB、FB の 3 つの状態を遷移していた。「すざく」衛星の PIN 検出器と GSO 検出器によって得られた全時間平均の 15-100 keV のスペクトルの解析では、バックグラウンドを注 意深く差し引いたところ、中性子星表面からの黒体放射が熱的プラズマで逆コンプトン散乱されているモ デルでは、35 keV 以下しか再現できないことが分かった。35 keV 以上にはハードテールが存在している可 能性が高く、そのフラックスは 20-200 keV で (2-8) × 10⁻¹⁰ erg/cm⁻²/s であり、各状態の解析によりハー ドテールのフラックスは HB、NB、FB に向かって減少傾向であることが分かった。

さらに、「すざく」衛星と NuSTAR 衛星を用いて、状態遷移ごとの広帯域 (0.3-100 keV) なスペクトルの比を比較することで、3 つの状態のスペクトルの変化について調べ、降着円盤と中性子星からの放射機構についての考察を行った。その結果、中性子星からの黒体放射は、放射圧で吹き飛ばされた領域から放射しており、また降着円盤が HB < NB < FB の順に厚くなることで、放射圧が実効的に増し、中性子星表面に物質が落ちなくなるという描像が考えられた。

目 次

第1章	序論	7
1.1	X 線・ガンマ線の観測	7
1.2	研究の背景	8
1.3	研究の目的	8
第2章	中性子星と X 線連星	9
2.1	中性子星	9
2.2		10
	2.2.1 近接連星系	10
	2.2.2 X 線運星	11
	2.2.3 低質量 X 線連星と大質量 X 線連星	12
2.3	弱磁場中性子星を含む低質量 X 線連星 (NS-LMXB)	13
2.4	NS-LMXB の状態遷移	14
	2.4.1 Z 天体	14
	2.4.2 Atoll 天体	16
2.5	Z 天体の放射機構	17
	2.5.1 黑体放射	17
	2.5.2 多温度黒体放射	18
	2.5.3 逆コンプトン散乱	19
2.6	Sco X-1 の先行研究	20
笛3音	「オゴノ」 海星と NuSTAR 海星	9 2
オリキ 31	「9 C C 」 単生 C MUSIAIL 単生 オゴノ 御豆	20 92
0.1	9 C N 伸至	20
	2.1.2 VIC	24
	3.1.2 AIS	20
0.0	3.1.3 HAD	26
3.2	NuSTAR 何星	27
	$3.2.1 \forall \mathcal{P} - \dots $	28
	3.2.2 FPMA/B	28
第4章	観測とデータリダクション	30
4.1	観測天体について....................................	30
4.2	「すざく」衛星のイベントセレクション	30
	4.2.1 XIS	30

	4.2.2 HXD	31
4.3	NuSTAR 衛星のイベントセレクション	35
	4.3.1 grade によるイベント選別	35
	4.3.2 status によるイベントの選別	38
第5章	Sco X-1 の解析結果	40
5.1	ライトカーブとカラーカラー図	40
	5.1.1 「すざく」衛星での結果 (XIS+PIN)	40
	5.1.2 NuSTAR 衛星の結果	42
5.2	スペクトル解析	43
	5.2.1 状態遷移によるスペクトル比の変化	43
	5.2.2 NuSTAR 衛星のフィッティング結果と放射モデル	44
	5.2.3 PIN+GSO による全時間積分でのハードテールの存在	53
	5.2.4 状態遷移によるハードテールの変動	55
	5.2.5 XIS+PIN+GSO によるハードテール成分の解析	59
	5.2.6 ハードテールのべきと norm の関係	60
	5.2.7 PIN+GSO による topFB の検証	62
	5.2.8 compTT+compPS モデルによるスペクトルフィット	64
第6章	考察	66
第7章	まとめ	70
付録A		71
A.1	「すざく」衛星で観測された Sco X-1 のカラーカラー図の時間変動	71
A.2	NuSTAR 衛星で観測された Sco X-1 のカラーカラー図の時間変動	74
A.3	NuSTAR 衛星の diskbb+bb モデルに追加で bbodyrad を入れた結果.........	74

図目次

1.1	電磁波が届く高度 [1]	7
2.1	中性子星の半径と質量の関係 [3]	10
2.2	左:ロッシュローブポテンシャル [5]、右:近接連星系の分類 [6] 	11
2.3	左:磁場が強い場合の物質の流れ、右:磁場が弱い場合の物質の流れ [4]	12
2.4	左:大質量 X 線連星。右:低質量 X 線連星 [5]	13
2.5	左:NS-LMXB の放射機構、中と右:NS-LMXB のスペクトル [7]	14
2.6	左:Cyg X-2の CCDs、右:Sco X-1の CCDs[8]。横軸が soft color で縦軸が hard color。	15
2.7	Z 天体のスペクトル [9]	16
2.8	atoll 天体の CCDs[8]。横軸が soft color で縦軸が hard color。	16
2.9	左:Island branch でのスペクトル。右:banana branch でのスペクトル [12]	17
2.10	INTEGRAL 衛星と同時観測時の RXTE 衛星の CCDs[17]	21
2.11	INTEGRAL 衛星のスペクトル。左:全時間積分、右:FB[17]。	21
2.12	RXTE 衛星で観測された Sco X-1 の HID[18]	22
2.13	左:HB と NB のスペクトル、右:FB のスペクトル [18]。	22
3.1	「すざく」衛星の外観図 [22]。	23
3.2	左図:SAA の概念図、右図:SAA の範囲 [20]。 	24
3.3	左:Wolter I 型の反射鏡 [23]、右:XRT の外観図 [24]。	25
3.4	XIS の外観図 [24]。	25
3.5	左:FIの模式図、右:BIの模式図。	26
3.6	左:HXD の外観図、右:HXD の構造 [24]。	27
3.7	Well 検出器 1 ユニットの断面図 [25]。	27
3.8	NuSTAR 衛星の外観図 [27]。	28
3.9	左:NuSTAR 衛星のミラー [28]、右:多層膜スーパーミラーの概念図 [29]	28
3.10	左:Focal Plane、右 CsI Active Shield[28]	29
4.1	オフセット観測による Sco X-1 のイメージ	31
4.2	左:Sco X-1 の補正前の地没スペクトル、右:Sco X-1 の補正後の地没スペクトル。黒:地没	
	観測値、緑:推定バックグラウンド、赤:観測-推定バックグラウンド。	32
4.3	補正前後の Sco X-1 の全時間平均スペクトル。黒:補正後のバックグラウンドを引いたもの、	
	赤:補正前。	34
4.4	GSO の全時間平均スペクトル。左:観測時、右:地没時。	35
4.5	NuSTAR の GRADE の定義 [30]。	36

4.6	Sco X-1、Crab、Cyg X-2の gradeの比較。	37
4.7	通常解析 (黒) と電子ノイズを残したとき (赤) のスペクトル。左:Sco X-1、右:Cyg X-2。 .	39
4.8	通常解析 (黒) と電子ノイズを残したとき (赤) のスペクトルの比。左 : Sco X-1、右:Cyg X-2。	39
5.1	「すざく」衛星での Sco X-1 のライトカーブ (1 ビン 128 秒)。	41
5.2	左:図 5.1 を利用して作成した「すざく」衛星での Sco X-1 の CCD。右 : CCD 位置による状	
	態遷移の分類。	41
5.3	NuSTAR 衛星での Sco X-1 のライトカーブ (1 ビン 128 秒)。	42
5.4	図 5.3 から作成した NuSTAR 衛星での Sco X-1 の CCD。	43
5.5	各状態 (HB、NB、FB) でのスペクトル。	44
5.6	NB に対する HB、NB、FB のスペクトルの比。	44
5.7	NuSTAR の全時間積分の平均スペクトル。左:(a)diskbb+bb モデル、右:(b)diskbb+compTT	
	モデル。	45
5.8	(b') モデル:(a) で求めた <i>T_{in}</i> に固定した時の diskbb+compTT モデル。	45
5.9	(a)diskbb+bb モデルでの HB、NB、FB の best fit	46
5.10	左:NBとHBのdest modelの比較、右:NBとFBのdest modelの比較。	47
5.11	図 5.6 と同じ。図 5.10 に対応した①~③を付記してある。	48
5.12	パラメータを変えたときの diskbb のスペクトルの変化。左:T _{in} のみを変化させたとき、右:	
	左図の norm をさらに変化させたとき。	49
5.13	diskbb の高エネルギー側に追加成分が入ったと考えた図。	49
5.14	(b)diskbb+compTT モデルでの HB、NB、FB の best fit。	50
5.15	左:NBとHBのdest fit modelの比較、右:NBとFBのdest fit modelの比較。	51
5.16	左:NBとHBの訂正 modelの比較、右:NBとFBの訂正 modelの比較。	51
5.17	左:FB に追加成分を加えたときの diskbb + bbodyrad + compTT のフィット結果 (NB の	
	diskbb に固定)、右:NB と追加成分を入れたときの FB の比較。	53
5.18	左上:(a)bb モデル、右上:(b)compTT モデル、左下:(c)compTT + power-law モデル。	54
5.19	PINのHB、NB、FBでのcompTT + power-lawのスペクトルフィット。	57
5.20	PIN での状態遷移によるハードテールのフラックスの変動。	58
5.21	図 5.20 と同じ。power-law のべきの上限下限に固定した場合。	59
5.22	XIS+PIN+GSO でのフィッティング結果。左:(a)compTT+power-law モデル、右:diskbb+compT	TT+power-
	law (MAXIの T_{in} の範囲指定)。	60
5.23	HB:べき free にしたときの power-law の PhoIndex と norm の分布。	61
5.24	NB:べき free にしたときの power-law の PhoIndex と norm の分布。	61
5.25	FB:べき free にしたときの power-law のべきと norm の分布。	62
5.26	「すざく」衛星で観測された FB の中でも特に高い時間帯。	62
5.27	上段:「すざく」衛星での topFB の上限を示す <i>vFv</i> スペクトル。下段:RXTE 衛星の topFB[14]。 64	
5.28	compTT+compPS モデルでの PIN+GSO の全時間積分のフィッティング。	65
6.1	アウトフローによる放射の変化。左:HB、NB の想像図。右:FB の想像図。	67

6.2	(b) モデルのフィット結果から考えられる放射モデル。	68
6.3	(b) モデルのフィット結果から考えられる放射モデル。左:HB、右:NB。	68
6.4	(b) モデルのフィット結果から考えられる FB の放射モデル。	69
A.1	「すざく」衛星で観測されたカラーカラー図の時間変動。横軸:4-8 keV/0.2-2 keV、縦軸:	
	15-20 keV/4-8 keV _o	73
A.2	NuSTAR 衛星で観測された CCDs の時間変動。	74
A.3	NuSTAR の diskbb+bb モデルに追加で bbodyrad を入れたフィット結果。 左上:HB、右上:NB、	
	左下:FB。	75

表目次

3.1	「すざく」の諸元 [19][21]。	23
4.1	観測情報	30
4.2	GK PER の観測情報。	32
4.3	補正前の (地没観測-元推定 bgd)/地没観測の値。	33
4.4	地没データの推定バックグラウンド補正。	33
4.5	天体データの推定バックグラウンド補正。	33
4.6	GSO の (地没観測-推定 bgd)/地没観測の値。	34
4.7	GSO の (天体観測-推定 bgd)/天体観測の値。	35
4.8	Crab と Cyg X-2 の観測情報	37
4.9	STATUS コマンド。	38
4.10	通常解析と異なる STATUS。	38
5.1	NuSTAR の全時間積分での各モデルフィットのパラメータ。	46
5.2	(a)diskbb+bb モデルでの各状態の best fit パラメータ。	47
5.3	(b)diskbb+compTT モデルでの各状態の best fit パラメータ。	50
5.4	(b)diskbb+compTT モデルでの訂正モデルのパラメータ。	52
5.5	diskbb + bbodyrad + compTT \mathcal{O} best fit $ vert \vec{\neg} \neq - \vec{\gamma}_{\circ}$	53
5.6	全時間積分での各モデルフィットのパラメータ。	54
5.7	観測番号ごとの copmTT+power-law のパラメータ ($\Gamma = 2.7$ (fixed))。	56
5.8	PIN の HB、 NB、 FB での copmTT+power-law のパラメータ ($\Gamma = 2.7$ (fixed))。	57
5.9	全時間積分での XIS+PIN+GSO の各モデルフィットのパラメータ。	60
5.10	topFB_suzaku での power-law のべきを固定した時のパラメータ。	63
5.11	compTT+compPS モデルでの PIN+GSO の全時間積分のフィッティングパラメータ	65
6.1	(b)diskbb+compTT モデルで求まる放射半径。	68
A.1	diskbb + bbodyrad + bbodyrad の best fit パラメータ。	75

第1章 序論

1.1 X線・ガンマ線の観測

宇宙では絶対零度付近から数億度にわたる様々な温度の天体現象が起こっており、様々なエネルギーの 電磁波を放射している。この電磁波を観測することで、遠方で起こっている天体の情報を得ることができ る。白色矮星や中性子星、ブラックホールなどのコンパクト星を主星とする連星系や、活動銀河核、超新 星爆発などの高い温度の天体現象では、X線やガンマ線といった高エネルギーの放射をしている。このよ うな高エネルギーの天体現象の研究は、宇宙の構造や進化を解明する上で重要となる。しかし、このX線 やガンマ線は地球の大気で吸収されてしまうため、地上からの観測は難しい。図1.1 は、大気圏外からくる 様々なエネルギーの電磁波が届く高度を示しており、X線やガンマ線を観測するためには人工衛星や気球を 用いる必要がある。



図 1.1: 電磁波が届く高度 [1]

X線天文学は1962年にリカルド・ジャッコーニらが観測ロケットによって、偶然 X線星を発見したことから始まった。この初めて太陽系外で発見された X線星は後にさそり座 X-1(Sco X-1)と名付けられ、この発見によりジャッコーニらは2002年にノーベル物理学賞を受賞している。1970年にはジャッコーニが主導となって、世界で最初の X線天文衛星であるウルフが打ち上げられた。日本でも1979年に「はくちょう(CORSA-b)」の打ち上げに成功し、当時発見されたばかりの X線バースト源を次々見つけて中性子星の研究で成果を挙げた。その後も、高エネルギー現象の解明に向けて様々な X線天文衛星が打ち上げられいる。

1.2 研究の背景

宇宙には、白色矮星や中性子星、ブラックホールなどのコンパクト星と恒星が連星をなす系がたくさん 知られており、このような連星系では恒星からコンパクト星に向けて質量降着が起こり、重力エネルギーが 解放されている。特にコンパクト星が中性子星やブラックホールのときは X 線で明るく輝いている。

本研究では中性子星と恒星の連星系である低質量 X 線連星である Sco X-1 を研究対象としている。低質量 X 線連星はスペクトルや光度の変化の様子を表すカラーカラー図や HID 上を遷移する形によって、「Z 天体」 と「Atoll 天体」に分類することができる。Sco X-1 は中性子星のエディントン限界に近い光度 (10³⁸ erg/s) をもつ Z 天体であり、このような Z 天体は質量降着率がほぼ一定であるが激しい時間変動をしており、カ ラーカラー図上を Horizontal branch (HB)、Normal branch (NB)、Flaring branch (FB) と呼ばれる 3 つ の状態遷移をすることが知られている。通常、質量降着率が一定の暗い天体は 1 状態しかとらないことが 知られているが、Z 天体のように明るい天体では質量降着率が一定なのに 3 状態を遷移しており、各状態の 具体的な物理的描像や状態遷移の詳細な解明はされていない。また、Z 天体のエネルギースペクトルは、黒 体放射による多温度黒体放射と、中性子星からの黒体放射や黒体放射の逆コンプトン散乱の足し合わせで よく再現されているが、他のモデルも主張されており、未だに統一された描像は確立しておらず、50 keV 以上にはこれらの放射を卓越するハードテールの存在も報告されている。ハードテール自身のフラックス は低く、検出が難しいが、Sco X-1 は、Z 天体の中でも距離が 2.8 kpc と近いため一番明るいため、フラッ クスの低いハードテールの検出が期待される。

しかし、Sco X-1 のフラックスはあまりにも高いため、検出器にダメージが生じてしまったり、パイル アップが生じてしまったりするなど、観測が制限されており、特に降着円盤の寄与が大きな低エネルギー 側 (3 keV 以下) のデータがほとんど無い。これまでの観測では、ガス検出器を用いて統計の高い観測が行 われてきたが、エネルギー分解能は悪いという問題点があった。今回解析で用いた「すざく」や NuSTAR では、半導体検出器を用いられており、エネルギー分解能の良い観測が行われた。「すざく」衛星の XIS で は、露光時間中に Sco X-1 からの複数のイベントによって CCD にダメージを与えないように、天体中心 から 15 分角ずらした領域を観測するオフセット観測を行うことでパイルアップの影響を低減させつつ、3 keV 以下の低エネルギー側の観測を行っている。一方、NuSTAR 衛星は1イベントずつ処理しているため 検出器にダメージを与えることなくエネルギー分解能の良い観測を行うことができる。この「すざく」と NuSTAR を組み合わせた広帯域 (~3 桁) でかつ高感度な観測によって降着円盤と中性子星の放射スペクト ル形を正確に見積もることができると期待できる。

1.3 研究の目的

本研究の目的は、中性子星のエディントン限界光度に近い光度をもつ低質量 X 線連星 Sco X-1 の状態遷 移によるスペクトルの変化や、状態遷移によってハードテールが変動しているのかを調べることで、中性子 星や降着円盤内縁付近の物理描像の解明を目指している。本研究では、「すざく」衛星と NuSTAR 衛星の データを用いた広帯域の解析を行い、降着円盤と中性子星表面のそれぞれの寄与についての考察を行う。

第2章 中性子星とX線連星

2.1 中性子星

本研究では、中性子連星系の1つである Sco X-1 について取り扱うため、まずは中性子星について述べる。中性子星は、質量が8~10 M_{\odot} 以上の重い星の最後の爆発である超新星爆発によって形成される。中 性子星の形成をもたらす重力崩壊型超新星爆発では、星の大部分は吹き飛ばされるが鉄の芯は吹き飛ばず に残り、これが中性子星になる。この重力崩壊の過程で、電子が原子核に捕獲され原子核内の陽子が中性 子に変わっていき、中性子の数が過剰になる。すると中性子が原子核からもれ出し始め自由中性子となり、 ほとんどが自由中性子でできた中性子星が誕生する。典型的な中性子星の質量は $1.4M_{\odot}$ 程度であるが、半 径は 10 km ほどしかないため、平均密度は5億トン/cm³ にもなる。

中性子星は、星自身の重力を中性子の縮退圧で支えているため星の質量には上限が存在しており、この中 性子星の限界質量のことをトルマン・オッペンハイマー・ヴォルコフ限界と呼ぶ (白色矮星におけるチャン ドラセカール質量と同義)。超新星爆発によって、この限界質量よりも重い星が残った場合は、中性子星と しては存在することができず、さらに潰れてブラックホールになる。連星系のパルサーの一つである PSR J1909-3744 の質量は~1.44*M*_① と観測により推定されており、これは中性子星の質量の上限を示すトルマ ン・オッペンハイマー・ヴォルコフ限界の下限に相当している。また、Rhoads と Ruffini らは、ルシャト リエの原理などを用いて、中性子星の最大質量は 3.2*M*_① より大きくならないことを示しており、中性子星 の限界質量は 1.44 ~ 3.2*M*_② 程度であると考えられている [2]。図 2.1 は、異なる状態方程式で求めた、中 性子星の半径と質量の関係であり、これらの理論の不確かさは超密度の物質の状態方程式がよく知られてい ないことを示している。以下のことを考慮すると、白色の領域が中性子星の質量が取ることの許される範 囲になる。

・中性子星の半径は、ブラックホールにならないために、シュバルツシルト半径よりも大きい

・状態方程式では音速は光速を超えてはいけない

・遠心力によって星が崩壊しない

観測的には、2010 年にロバート・C・バード・グリーンバンク望遠鏡で、2*M*_☉ という中性子星として最 も重い星 (図 2.1 の J1614-2230) が新たに発見された [3]。



図 2.1: 中性子星の半径と質量の関係 [3]

2.2 近接連星系

2.2.1 近接連星系

連星系の中でも、主星と伴星の2つの星がお互い接触するくらい近くを回っているような連星のことを 近接連星と呼ぶ。近接連星は、ロッシュ・ローブを用いて以下のように分離型、半分離型、接触型の3つに 分類することができる。ここで、2つの星がつくる重力ポテンシャルと遠心力ポテンシャルの和のことを ロッシュ・ポテンシャルと呼び、軌道面での等ポテンシャル面を示したものが図2.2である。この等ポテン シャル面のうち、第一ラグランジュ点(2つの星の重力と遠心力が釣り合っている点)L1を通る、8の字に なっているもの(図2.2の太線)をロッシュローブと呼ぶ。

分離型

連星系を構成している2つの星は接近しておらず、両方の星がロッシュ・ローブを満たしていないもの。実視連星のように望遠鏡などで2つの星が分離して観測される連星はすべて分離型であり、その 多くは数100~1000年もの時間をかけて公転している。

• 半分離型

連星系の片方の星のみがロッシュ・ローブを満たしているもの。半分離型の連星系では、ロッシュロー ブを満たしている星からもう一方の星に、第一ラグランジュ点を通じて質量輸送が起こっている。

接触型

連星系を構成している2つの星の両方がロッシュ・ローブを満たしているもの。星同士がかなり接近 しているため見かけ上合体しているように見え、共通の外層をもっている連星である。接触型も第一 ラグランジュ点を通じて質量輸送が起こっており、2つの星のスペクトルは似たスペクトルを示して いる。



図 2.2: 左:ロッシュローブポテンシャル [5]、右:近接連星系の分類 [6]

2.2.2 X線連星

宇宙には、白色矮星や中性子星、ブラックホールなどの非常に高密度なコンパクト星が存在している。星 の進化過程で最後に残されるこれらの天体は、すでに核融合反応が終わっているため、単独星としては徐々 に温度が下がっていくため明るく輝くことはできない。しかし、コンパクト星 (主星) と恒星 (伴星) の近接 連星系にある場合は、相手の星から放出された物質がコンパクト星に質量降着することで、降着したガス が持っている重力エネルギーが解放され、コンパクト星の表面や降着円盤が高エネルギーの放射をするた め明るく輝くことができる。

近接連星が普通の主系列星とコンパクト星からなる連星のうち、コンパクト星が白色矮星ときは「激変 星」や「超軟 X 線源」と呼ばれ、主に紫外線から軟 X 線の放射をしている。一方、コンパクト星が中性子 星やブラックホールのとき「X 線連星」と呼び、このとき解放される重力エネルギーは静止エネルギーの およそ 10%にも達し、X 線帯域で明るく輝いている。この X 線連星を特徴づける要因として以下のような ものが挙げられる。

• 主星が中性子星かブラックホールであるか

中性子星は硬い表面を持つのに対して、ブラックホールは表面を持っていない。そのため、中性子星 が主星の場合、伴星からの質量輸送によって星表面に蓄積されたガスが、ある臨界点を超えることで 一気に核融合爆発することがあり、星表面からの放射として観測される。このような現象をX線バー ストと呼ぶ。一方、ブラックホールが主星の場合、星の表面が存在しないため、中性子星で起こるの ようなX線バーストは観測されない。しかし、X線バーストを起こさない中性子星も存在しているた め、主星が中性子星かブラックホールのどちらであるのかは、X線バーストの有無だけではなく、中 性子星の硬い表面からのX線放射があるかないかが決め手となる。

● 磁場の強さ

磁場の強さは、主星が中性子星の場合に重要になるパラメータの1つである。中性子星は伴星からの 質量降着によって、その周りに降着円盤を形成している。この降着円盤の中は、内側の物質ほど角速 度が速いので、内側と外側の物質の間に摩擦力が働き、角運動量を失いながら物質はらせん状に中性 子星に向かって落ちていく。

中性子星の磁場が強い時 (B が ~ 10¹²G 以上) は、降着円盤のガスは磁場によってせき止められ、その

後、磁力線に沿って流れるので磁力線付近に集められる (図 2.3 左)。この集められた物質は、中性子 星の磁極付近で莫大なエネルギーを解放し、中性子星の自転周期に対応したパルスとして観測され、 これを X 線パルサーと呼ぶ。一方、中性子星の磁場が弱い時 (B が ~ 10⁹ 以下) は、降着円盤は中性 子星の表面近くまで侵入するため、降着物質は磁極に集中せず、中性子星の広範囲に流れ込む (図 2.3 右)。そのため、パルスを観測することはないが、密度と温度が核融合を起こす条件を満たすと爆発 的な核融合を起こすことで高温ガスを生成して X 線を放射することもある。また、摩擦で高温になっ た降着円盤からも X 線が放射されおり、降着円盤は中性子星の近くで膨れ上がり厚いプラズマ雲がで きる。



図 2.3: 左:磁場が強い場合の物質の流れ、右:磁場が弱い場合の物質の流れ [4]

伴星の質量

X 線連星は、伴星の質量によって低質量 X 線連星 (LMXB; Low-Mass X-Ray binary) と大質量 X 線 連星 (HMXB; High-Mass X-ray binary) の2つに大別することができる。この質量の違いによって、 主星への質量降着の仕方が異なるため、放射メカニズムにも違いがみられる。詳しくは次の小節で述 べる。

2.2.3 低質量 X 線連星と大質量 X 線連星

X線連星は、伴星の質量によって、低質量 X線連星と大質量 X線連星の以下の2つに大別できる。

● 低質量 X 線連星

X 線連星のうち、伴星が A 型星よりも晩期型で、伴星の質量が ~ $1M_{\odot}$ 程度の連星を低 (小) 質量 X 線連星と呼ぶ。低質量の恒星を含む LMXB では、図 2.4 左のように伴星がロッシュローブを満たす ことで、伴星の表面から溢れ出したガスは第一ラグランジュ点 (L_1)を通じてコンパクト星に質量輸 送しており、その結果、コンパクト星の周りには降着円盤が形成されている。また、伴星の質量は軽 くその寿命は長いため、低質量 X 線連星は比較的年老いた系であり中性子星もすでに年老いている。 年老いた中性子星の磁場は弱くなっているため、伴星から降着するガスは磁場に遮られることなく中 性子星の表面まで到達する。中性子星表面に降り積もった水素はヘリウムまで核融合して、そのヘリ ウムが十分に溜まると核融合の暴走を起こし、ヘリウムが一気に燃え上がることで X 線バーストが 起こる [5]。この X 線バーストが観測されると中性子星だと推定することができ、LMXB のほとんど は、磁場が弱くなった年老いた中性子星を含む X 線バースターである。 • 大質量 X 線連星

伴星がO型やB型よりも早期型で、伴星の質量が数~数10M_☉以上もあるX線連星のことを大質量 X線連星と呼ぶ。HMXBの伴星はロッシュローブを満たしていないため、LMXBのように質量輸送 は起こっていない。しかし、伴星が重い星であるため伴星の表面からの星風によって吹き飛ばされた 物質がコンパクト星の重力によって捉えられ、星表面で降着し重力エネルギーを解放することで、X 線で明るく輝いている。伴星の質量は重くその寿命は短いと考えられ、これは連星系自体の年齢が若 いことを意味しているので、中性子星も生成されてからまだ間もないはずである。若い中性子星は、 その形成時に元の星全体に広がっていた磁場を取り込むため、1兆ガウスもの非常に強い磁場である と考えられている[5]。そのような非常に強い磁場をもつ中性子星は、伴星からガスが降ってきたとし ても、中性子星の磁場によって遮られてしまうので、中性子星の表面まで到達することができない。 遮られたガスは、磁力線に沿って中性子星の磁極に集められ、中性子星の自転周期と同周期のパルス として観測される。HMXBのほとんどは磁場が強く若い中性子星を含むX線パルサーである。



図 2.4: 左:大質量 X 線連星。右:低質量 X 線連星 [5]

2.3 弱磁場中性子星を含む低質量 X 線連星 (NS-LMXB)

中性子星の磁場が10¹² G 以上の強い磁場では、伴星からの降着物質は磁力線に捉えられるため、磁極付近に集まる。一方で、NS-LMXB の中性子星のように磁場が10⁸ G 以下と弱いの場合は、降着物質は磁力線に捉えられることなく、降着円盤を形成しながら中性子星表面に到達することできる。

1980年代には、低質量 X 線連星は降着円盤と中性子星表面の両方から X 線を放射をしており、それら の放射を足し合わせたものが観測されていると提唱された。定常的に降着円盤は、円盤の内側ほど温度が高 く、半径に依存した様々な温度からの黒体放射を重ね合わせたモデルである多温度黒体放射 (MCD; Multi Color Disk) でよく再現されている。一方、中性子星からの放射は、黒体放射モデル (BB; Blackdody) や黒 体放射が逆コンプトン散乱することで高エネルギー側に叩き上げられているモデル (compTT) でよく再現 されている。図 2.5 に NS-LMXB の放射機構 (右) と、スペクトルの一例 (中、左)を示した。観測より得ら れた部分を、降着円盤と中性子星起因の成分に分離し、降着円盤からの放射は MCD モデル、中性子星から の放射を BB モデルでフィットするとよく再現できていることが分かる。



図 2.5: 左:NS-LMXB の放射機構、中と右: NS-LMXB のスペクトル [7]

2.4 NS-LMXBの状態遷移

NS-LMXB は、カラーカラー図 (CCD; Color-Color Diagrams) や HID(hardness intensity diagram)上 を遷移する形によって、「Z 天体」と「Atoll 天体」の2つのグループに分類される。カラーカラー図は、エ ネルギーを低:A、中:B、高:C の3つのエネルギー帯域に分割し、それぞれのカウントレートの比から横軸 Soft color(B/A)、縦軸 hard color(C/B) で描いたものである。

2.4.1 Z天体

Z 天体は我々の銀河内に Sco X-1、GX 17+2、GX 349+2、Cyg X-2、GX 5-1、GX 340+0 の 6 つの存 在が知られている。一般的に Z 天体は中性子星のエディントン限界光度の 10^{38} erg/s に近い光度で常に明 るく輝いている。図 2.6 に示すように Z 天体はカラーカラー図上を遷移する形が「Z」に似ていることから 「Z」天体と名付けられ、Horizontal Branch(HB)、Normal Branch(NB)、Flaring Branch(FB) の 3 つの状 態を遷移することが知られている。Z 天体は質量降着率 \dot{M} がほぼ等しいのにも関わらず、3 つの状態遷移 をしており、各状態の具体的な物理的な描像や状態遷移の詳細な解明は未だにされていない。

また、Z 天体はさらにカラーカラー図上を遷移する形から2種類に分けることができ、カラーカラー図が 「Z」の形をしている Cyg-like な天体 (図 2.6 左) と「 ν 」の形をしている Sco-like な天体がある (図 2.6 右)。 Cyg-like な天体には Cyg X-2、GX 5-1、GX 340+0、Sco-like な天体には Sco X-1、GX 17+2、GX 349+2 があり、Cyg-like の方が質量降着率が高いと考えられている。



図 2.6: 左:Cyg X-2の CCDs、右:Sco X-1の CCDs[8]。横軸が soft color で縦軸が hard color。

Z 天体では、中性子星起源の黒体放射または逆コンプトン散乱よりも高いエネルギー帯域まで伸びる tail(ハードテール)の存在が報告されている。図 2.7 は、INTEGRAL 衛星で観測された Z 天体の硬 X 線ス ペクトルで、黒体放射の逆コンプトン散乱を compTT で、ハードテールを power-law モデルで再現して、 それらのモデルの足し合わせでフィッティングしている [9]。この図の低エネルギー側の点線が compTT で、 高エネルギー側の点線が power-law を示している。フィッティングの結果、GX 349+2 以外からハードテー ルが観測されていることが分かる。ただし、このハードテールは状態遷移によって見える時期と見えない時 期があると報告されているため、全時間平均の結果だけでは本当に GX 349+2 からハードテールが検出さ れていないのかは判断できない。





図 2.7: Z 天体のスペクトル [9]

2.4.2 Atoll 天体

atoll の天体の光度は、中性子星のエディントン限界光度の 1%以下からエディントン限界に近い範囲まで広い範囲で変化しており、カラーカラー図上を図 2.8 のように状態遷移することが知られている。主に「Island(I)」と「Banana(B)」の 2 つの branch をとり、各状態への遷移は数日から数週間のスケールで起こっていると考えられている。さらに Banana branch は、Lower Banana(LB) と Upper Banana(UB) の 2 つに分類され、atoll 天体では状態遷移によって、質量降着率が Island > LB > UB の順に減少していると考えられている。



図 2.8: atoll 天体の CCDs[8]。横軸が soft color で縦軸が hard color。

図 2.9 に RXTE 衛星で観測された atoll 天体の 4U 170544 のスペクトルを示す [12]。Island branch のス ペクトルは、低エネルギー側の光度が低く、高エネルギー側まで伸びるハードなスペクトルをしていること からブラックホール連星の low/hard な状態に対応していると考えられている。一方、Banana branch のス ペクトルは、低エネルギー側の光度が高く、高エネルギー側まで伸びていない soft なスペクトルをしてい るので、ブラックホール連星の high/soft な状態に対応していると考えられている。



図 2.9: 左: Island branch でのスペクトル。右: banana branch でのスペクトル [12]

2.5 Z天体の放射機構

上述のように、これまでの観測から Z 天体の放射は、

- 降着円盤からの多温度黒体放射
- 中性子星からの黒体放射 or 逆コンプトン散乱
- 時間によって変動するハードテール (逆コンプトン散乱)

でよく再現されている。この節では Z 天体の放射機構について詳しく述べる。

2.5.1 黑体放射

星や降着円盤の内部では、粒子同士の相互作用が十分に行われているため、局所的にはガスが熱平衡状態になっており黒体放射をしている。黒体放射によって放射される電磁波のスペクトルは温度が同じなら同じ形になる。黒体放射の強度はプランクの法則より、

$$B_{\nu}(T) = \frac{2h\nu^3/c^2}{\mathrm{e}^{h\nu/kT} - 1}$$
(2.1)

と表すことができる。ここで、hはプランク定数、kはボルツマン定数、cは光速であり、ある周波数での 強度は温度にのみ依存している。全周波数で積分した全黒体放射強度 B(T)[W/m²] は、ステファンボルツ マン定数 σ (5.67 × 10⁻⁵ erg/cm²/K⁴/s) を用いると以下のようになる。

$$B(T) = \int \frac{2h\nu^3/c^2}{e^{h\nu/kT} - 1} d\nu = \sigma T^4$$
(2.2)

また、天体の表面から単位面積・単位時間あたりに放射される全フラックス *F*[erg/s/cm²] と、*F* を半径 *R* の天体表面で積分した天体の光度 *L*[erg/s] は、それぞれ以下のようになる。

$$F = \sigma T^4, L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \tag{2.3}$$

2.5.2 多温度黑体放射

降着円盤には粘性があり内側と外側の速度の違いから摩擦熱が生じているため、内側ほど温度が高くなっており、半径の温度に対応した黒体放射をしている。降着円盤はそれらの黒体放射の重ね合わせである標準 降着円盤 [13] を近似した多温度黒体放射モデル [11] で再現することができる。

標準降着円盤では、粘性摩擦による加熱と同時に、その摩擦によって発生した熱エネルギー Q_{vis}を光の エネルギー Q_{rad} に変換して放射冷却していると仮定している。

$$Q_{vis} = Q_{rad} \tag{2.4}$$

粘性による加熱率は、流体力学の理論や円盤の角運動輸送を考慮することで求めることができる [10]。

$$Q_{vis} = \frac{3GM\dot{M}}{4\pi r^3} \left(1 - \sqrt{\frac{R_{in}}{r}}\right) \tag{2.5}$$

ここで、 R_{in} は降着円盤の最内縁半径で、 \dot{M} は質量降着率で半径には依らず一定である。降着円盤は両面から放射しているので、式 (2.3) を用いると放射率は $Q_{rad} = 2\sigma T^4$ となる。粘性による加熱率 Q_{vis} と、放射冷却率 Q_{rad} が等しいとすると、

$$Q_{vis} = \frac{3GM\dot{M}}{4\pi r^3} \left(1 - \sqrt{\frac{R_{in}}{r}}\right) = 2\sigma T^2 = Q_{rad}$$
(2.6)

となる。よって、表面温度T(r)は次のようにrの関数として求めることができる。また、T(r)は $r = (7/6)^2 R_{in}$ で最大をとるので [7]、式 (2.7) に代入すると、最大値 T_{max} を求めることができる。

$$T(r) = \left[\frac{3GM\dot{M}}{8\pi\sigma r^3} \left(1 - \sqrt{\frac{R_{in}}{r}}\right)\right]^{1/4}$$
(2.7)

$$T_{max} = \left(\frac{3GM\dot{M}}{8\pi\sigma R_{in}^3}\right)^{1/4} \cdot 6^{3/2} \cdot 7^{-7/4}$$
(2.8)

式 (2.7) は $r \gg R_{in}$ では補正項を無視することができ、MCD モデルでは、以下の近似した式を用いている。

$$T(r) = \left[\frac{3GM\dot{M}}{8\pi\sigma r^3}\right]^{1/4}$$
(2.9)

ここで、降着円盤からの全光度はT(r)を用いると、

$$L_{disk} = 2 \int_{r_{in}}^{r_{out}} 2\pi r \cdot \sigma T^4 dr = 4\pi r_{in}^2 \cdot \sigma T^4 \qquad (r_{out} \to \infty)$$
(2.10)

と表現できる。ここで、*r_{in}* は近似式である式 (2.9) を用いたときの最内縁半径であり、一般相対性理論を 用いた真の最内縁半径 *R_{in}* を求めるには補正をする必要がある。最内縁温度は *T_{max}* とおよそ同等であると 考えることができるので [7]、

$$L_{disk} = 4\pi r_{in}^2 \sigma T_{max}^4 = \frac{3GM\dot{M}r_{in}^2}{2R_{in}^3} \cdot 6^6 \cdot 7^{-7}$$
(2.11)

予測された降着円盤の光度は $\frac{GMM}{2R_{in}}$ となるので、式 (2.11) と等しいとすると、

$$R_{in} = \sqrt{\frac{3}{7}} \cdot \left(\frac{6}{7}\right)^3 \cdot r_{in} \tag{2.12}$$

の関係を得ることができる。

観測されるフラックスは、視線方向と降着円盤のなす傾斜角 *i* と天体までの距離を *D* とするとき、以下のように表される。

$$f_{disk} = \frac{L_{disk}}{2\pi D^2} \cos i = 2\frac{\cos i}{D^2} \cdot r_{in}^2 \cdot \sigma T_{in}^4$$
(2.13)

スペクトルの観測から T_{in} と L_{disk} が求まるので、式 (2.10) から r_{in} も求めることができる。また、ブ ラックホールの場合は、一般相対論ではシュワルツシルト半径 r_s の 3 倍の距離まで安定した軌道が存在し ていると考えられており、半径 r_{in} からコンパクト星の質量 M を求めることができる。

$$r_{in} \sim 3r_s \sim \frac{6GM}{c^2} \tag{2.14}$$

2.5.3 逆コンプトン散乱

エネルギーの大きな光子が自由電子に衝突することで、自由電子に光子のエネルギーが与えられる現象 のことをコンプトン散乱と呼ぶ。自由電子にエネルギーを与えた結果、光子のエネルギーは失われる。一 方、逆コンプトン散乱はエネルギーの高い自由電子が、電子よりもエネルギーの低い光子に衝突したとき、 電子の運動エネルギーが光子のエネルギーに変換される過程のことである。コンプトン化の強さを表すコ ンプトンパラメータ (y パラメータ) は以下のように表せる [15]。

$$y = \frac{4kTe}{m_e c^2} max(\tau, \tau^2) \tag{2.15}$$

ここで、k はボルツマン定数、 T_e は高温プラズマの電子温度、 m_e は電子の質量、 τ は光学的厚さであり、 max(τ, τ^2) は $\tau \geq \tau^2$ を比較したとき、より大きな方を用いるということを示している。y-パラメータはコ ンプトン散乱によって高エネルギー側に輸送されたエネルギー量に影響しており、y-パラメータが大きくな るにつれ、スペクトルの形はハードになって power-law に近づいていく。

compTT モデル

compTT モデルは、黒体放射によって放射されたソフト光子 (kT_o) が、電子温度 (kT_e) の高温プラズマ によって逆コンプトン散乱され、黒体放射の一部が高エネルギー側に叩き上げられたモデルである [14]。こ のモデルによって、 kT_o 、 kT_e 、 τ が求まり、得られたパラメータから種光子を出している黒体放射源の半径 を求めることができる [8]。

$$R_w = 3 \times 10^4 \cdot D \cdot \frac{1}{(kT_0)^2} \sqrt{\frac{f}{1+y}}$$
 km (2.16)

ここで、Dは天体までの距離 (kpc)、fは compTT モデルの flux(erg/s/cm²)、yはコンプトンパラメータである。

power-law モデル

power-law のスペクトルはエネルギーのべき乗で表現することができる。単位エネルギー・単位時間・単 位面積あたりの光子数である normarization の *K* と、無次元量の光子定数 Γ を用いて以下のように表すこ とができる。

$$A(E) = K E^{-\Gamma} \tag{2.17}$$

この式から分かるように、スペクトル *A*(*E*) に対数をとったものの傾きは Γ になる。 Γ が正の場合、対数を とると右下がりの直線になるので、Γ が大きいと傾きが急になり高エネルギー側まで伸びずにソフトな状態 になる。一方、Γ が小さいと傾きが緩やかになるので、高エネルギー側まで伸びるハードな状態をとる。

2.6 Sco X-1の先行研究

本研究天体である Sco X-1 は、太陽系外で1番初めに発見された X 線源であり、X 線で全天で一番明る い (~10 Crab)Z 天体である。天体までの距離が 2.8kpc で、軌道傾斜角 θ は 45° であると推定されている [16]。Sco X-1 は、これまでに RXTE や INTEGRAL 衛星の両方で 50 keV 以上で熱的放射を卓越するハードテールの検出が報告されている唯一の天体である。また、両方の衛星からハードテールのフラックスは HB > NB > FB の順に、フラックスが小さくなる傾向があることが報告されている。

以下に各衛星から得られたスペクトルと CCDs を示す。

● INTEGRAL 衛星

INTEGRAL 衛星は 20 keV 以下の低エネルギーのデータがないため、状態遷移を示す CCDs を作成す ることができない。そこで低エネルギー側の観測がされている RXTE 衛星の CCDs から、INTEGRAL 衛星と同時観測された時間帯を抜き出したものを用いて 3 つの状態を分類しており、それが図 2.10 の CCDs である。CCDs の Soft color は 3.5-6 keV/2-3.5 keV、Hard color は 9.7-16 keV/6-9.7keV であ り、赤色が HB、緑が NB、青が NB/FB、水色が FB である。

図 2.11 に INTEGRAL 衛星で観測された Sco X-1 のスペクトルを示す。左図の全時間積分のスペク トルでは、低エネルギー側を compTT、高エネルギー側のハードテールを power-law でフィットした ものであり、よく再現できている。一方で、右図は CCDs 上で分類された FB の状態でのスペクトル を示しており、高ネルギー側にはハードテールが観測されていないことが分かる。HB、NB、FB を compTT + power-law のモデルでフィットした結果、power-law の flux は HB→NB→FB の順に減少 していると報告されている。



図 2.10: INTEGRAL 衛星と同時観測時の RXTE 衛星の CCDs[17]



図 2.11: INTEGRAL 衛星のスペクトル。左:全時間積分、右:FB[17]。

• RXTE 衛星

図 2.12 は RXTE 衛星で観測された Sco X-1 の HID で、Sco-like な Z 天体に見られる ν 型の状態遷 移をしている。この HID を用いて分類された状態ごとにスペクトル解析されたものが図 2.13 であ り、高エネルギ側にハードテールが観測されていることが分かる。そのハードテールのフラックスは HB→NB→FB の順に減少している。ただし、RXTE 衛星では FB の中でも特に HID 上の HC が高 い topFB が観測されており、topFB のスペクトルは他の状態に比べてとてもハードな X 線の放射を している (図 2.13 左の黒線) と報告されている。



図 2.12: RXTE 衛星で観測された Sco X-1 の HID[18]



図 2.13: 左:HB と NB のスペクトル、右:FB のスペクトル [18]。

第3章 「すざく」衛星とNuSTAR衛星

3.1 すざく衛星

「すざく」は、「はくちょう(1979年)」、「てんま(1983年)」、「ぎんが(1987年)」、「あすか(1993年)」に 続く日本で5番目のX線天文衛星であり、2000年の打ち上げに失敗したASTRO-Eの代替機として、2005 年7月10日にJAXAによって打ち上げられた。「すざく」はX線やガンマ線による宇宙の高温プラズマの 観測により、銀河団の形成・進化やブラックホールの周りの物質の運動の解明を主な目的としていた。打 ち上げ後は、広帯域にわたる世界最高レベルの感度の達成など、優れた観測能力を実証し、宇宙の構造形 成やブラックホール周りの探査等において科学的重要な成果をあげ、打ち上げから約10年以上が経過した 2015年8月26日に、電力不足によるバッテリーの枯渇などが原因で衛星の観測は終了した。「すざく」の 外観図と諸元を以下に示した。



図 3.1: 「すざく」衛星の外観図 [22]。

直径	2.1 m
全長	$6.5 \mathrm{m}$
質量	$1700 \ \mathrm{kg}$
軌道高度	$550 \mathrm{~km}$
軌道傾斜角	31 度
軌道周期	96 分

表 3.1: 「すざく」の諸元 [19][21]。

「すざく」は、高度が約 550 km、軌道傾斜角が 31° で、地球の周りを 15 回/日で周回している。周回中 には天体の観測を行うことのできない時間帯が存在しており、以下のようなものが挙げられる。

• 南大西洋異常帯 (SAA; South Atlantic Anomaly)

SAA は、地球の磁場によってとらえられた陽子や電子などの荷電粒子が多数とらえられている領域 であるヴァン・アレン帯 (図 3.2 左の赤色領域)の異常構造のことである。通常、ヴァン・アレン帯の 最低高度は約 1000 km 以上で、高度 550km の衛星には影響はない。しかし、荷電粒子の溜場である SAA の高度は約 300~400 km 程度であるため、その上空を通過すると、大量の荷電粒子が検出器に 衝突するため、検出器のデータ取得は OFF されているので観測を行うことができない。





図 3.2: 左図:SAA の概念図、右図:SAA の範囲 [20]。

地球による食(地没)

衛星が地球を周回している間に、観測天体が地球に隠されている時間帯 (地没時間) があり、その時間帯 も天体を観測することはできない。また、XIS や HXD のバックグラウンドの Non X-ray background (NXB) 成分は、この地没のデータベースをもとにして作成されている。

「すざく」衛星に搭載されている検出器

「すざく」は、5 台の X 線望遠鏡 (XRT; X-ray telescope) と 5 台の焦点面検出器、さらに硬 X 線検出器 (HXD; Hard X-ray Detector) が搭載された。焦点面検出器には、1 台の高分解能 X 線分光器 (XRS; X-ray Spectrometer) と 4 台の X 線 CCD カメラ (XIS; X-ray Imaging Spectrometer) が用いられた。また、XIS と HXD 検出器の 0.2~600keV という広いエネルギー範囲を高い感度で同時観測することができる。

XRS は、それまでの X 線検出器に比べて波長分解能が 1 桁も高く、0.5~12keV の範囲で観測がされる 予定だった。しかし、XRS は打ち上げ直後に、冷却材として用いられていた液体ヘリウムが蒸発してしま い使用不可能になった。

3.1.1 XRT

XRT は、薄い反射鏡を同心円上に並べた構造をしている多層薄板 X 線反射鏡である。この反射鏡は、集 光力をできるだけ大きくするため考案された望遠鏡であり、軽量でありながら高い開口効率を実現する。ま た、「すざく」の反射鏡は直接研磨しておらず、アルミニウム薄板に金のレプリカをとる方法によって平滑 な鏡面を実現しており、光学系は、図 3.3 のような双曲面と放物面からなる Wolter I 型の反射鏡を円錐 2 段 で近似して用いている。サイズは「あすか」衛星で用いられた XRT よりもひとまわり大きく、焦点に XIS を置く口径 40 cm で焦点距離 4.75 m の XRT-I が 4 台と、焦点に XRS を置く口径 40 cm で焦点距離 4.5 m の XRT-S が 1 台ある。XRT 検出器の外観を図 3.3 右に示す。また、「すざく」衛星の XRT の角度分解 能は 2 分角で、3 分角の「あすか」の XRT のものに比べて角度分解能が向上しており、有効面積も大幅に 向上している。





図 3.3: 左:Wolter I 型の反射鏡 [23]、右:XRT の外観図 [24]。

3.1.2 XIS

XIS は 0.2-12 keV の観測を行うことができる CCD カメラで、エネルギー分解能は典型的には 130 eV(@6 keV) であり、0.3-1 keV ではこれまでの X 線 CCD カメラと比較して高いエネルギー分解能を達成している。また、検出器の位置分解能は画素の大きさによって決まり、XIS の画素の大きさは 24 μ m であり位置分解能が優れている。図 3.4 に XIS の外観図を示す。



図 3.4: XIS の外観図 [24]。

「すざく」衛星の XIS は XIS 0、XIS 1、XIS 2、XIS 3 の 4 台の CCD カメラで構成されているが、 XIS 2 は 2006 年 11 月 6 日に不具合が見つかり観測が停止された。CCD には、表面照射型 (FI; Frontside Illuminated) である XIS 0、 XIS 2、 XIS 3 の 3 台と、裏面照射型 (BI; Backside Illuminated) である XIS 1 の 1 台が用いられている。FI 型の CCD は、電極側から X 線が入射するため、電極や絶縁層で低エネル ギーの X 線は吸収されてしまうが、空乏層が厚いため高エネルキーの X 線はとまりやすく感度が高い。一 方、BI 型の CCD は、電極の反対側から X 線が入射し、邪魔する電極や絶縁層がないため吸収されてしま う低エネルギーの X 線に対して感度か高くなっている。FI 型と BI 型の CCD の模式図を図 3.4 に示す。



図 3.5: 左: FIの模式図、右: BIの模式図。

3.1.3 HXD

HXD は 10-600 keV の硬 X 線領域を観測することができる検出器である。このような硬 X 線領域では、 天体からの信号に比べてバックグラウンドの割合が大きくなるので、感度のよい観測をするためにはバック グラウンドを減らす必要がある。HXD はバックグラウンドを極力抑えることで、感度のよい観測を行うこ とができる。HXD の外観図を図 3.6 左に示す。

HXD のセンサー部は、4×4 の計 16 本の Well 検出器と、その周りを取り囲んでいる 20 本の Anti 検出器 で構成されている。このセンサー部からの信号は、信号を処理するアナログ回路部と、データを処理するデ ジタル回路部に送られて処理される。HXD の Well 検出器は、厚さ 5 mm の結晶シンチレータ (GSO) と厚 さ 2 mm のシリコン検出器 (PIN) が用いられており、その構造を図 3.6 右に示す。硬 X 線のうち 10-60 keV の低いエネルギーを PIN 検出器、PIN 検出器をつきぬけるような 60-600 keV の高いエネルギーを GSO 検 出器で観測することによって、広範囲の観測を行うことができる。また、HXD は BGO を井戸型に配置し ており、その井戸の底に GSO を取り付けることで、GSO の視野を絞り、さらに視野外からの X 線などの バックグラウンドを低減させている。図 3.7 に示すセンサーユニットを 16 本配置し、さらにその周りを柱 状の BGO で囲むことで、視野を 4.5°×4.5° に絞ることができる。また、井戸の中にファインコリメータを 入れることによって、低エネルギーでは視野を 0.56°×0.56° まで絞ることが可能である。このような HXD の斬新なデザインによって、視野を絞ったまま有効面積も大きくすることができる。さらに隣り合ったユ ニット間で反同時係数をとることで、荷電粒子やコンプトン散乱した放射線の除去も可能となった。



図 3.6: 左:HXD の外観図、右:HXD の構造 [24]。



図 3.7: Well 検出器 1 ユニットの断面図 [25]。

3.2 NuSTAR 衛星

NuSTAR(Nuclear Spectroscopic Telescope Array) 衛星は、ブラックホールや中性子星、超新星残骸な どを観測するために 2012 年 6 月 13 日に NASA によって打ち上げられ、硬 X 線帯域に特化した X 線天文 衛星である。それまでの NASA の宇宙望遠鏡では、10 keV 以上での高エネルギーの X 線を結像させるこ とができなかった。図 3.8 は NuSTAR 衛星の外観図である。



図 3.8: NuSTAR 衛星の外観図 [27]。

3.2.1 ミラー

NuSTAR 衛星のミラーには「すざく」衛星の XRT で用いられた Wolter I 型の設計に近い円錐形の反射 鏡が用いられている。このミラーは図 3.9 左のように 133 本の同心殻の多層膜スーパーミラーで構成されて いる。多層膜の間隔が一定の場合は、各層で反射された X 線は干渉し強め合うが、間隔が一定のため、あ る決まったエネルギーに対してのみ高い反射率を得ることができる。一方、多層膜スーパーミラーは図 3.9 右のように、深さの方向に厚さを段階的に変化させることで、特定のエネルギーだけではなく、様々なエネ ルギーをもつ X 線が反射できるようになっている。また、NuSTAR のミラーには Pt/SiC と W/Si のコー ティングがされており、このような多層膜スーパーミラーを用いることで、NuSTAR は 6-79keV の高いエ ネルギー帯の観測を行うことができる。



図 3.9: 左:NuSTAR 衛星のミラー [28]、右:多層膜スーパーミラーの概念図 [29]

3.2.2 FPMA/B

NuSTAR 衛星の 2 つの焦点面には、それぞれ Focal Plane Module A (FPMA) と Focal Plane Module B (FPMB)の検出器ユニットが搭載されている。この 2 つの Focal Plane は、それぞれ 32×32 pixel の 4 つ

の CdZnTe(CZT) 検出器で構成されており、エネルギー分解能は 0.4keV である。focal plane の外観図を図 3.10 に示す。CZT 検出器は、高エネルギーの光子によって発生した電子を効率良く集めることができ、さ らに常温で使うことのできる最新の半導体検出器である。focal plane は検出器を囲む CsI の結晶によって 保護されている。この結晶シールドは、NuSTAR の光軸方向から外れた方向から focal plane を横切った高 エネルギー光子や宇宙線を記録している。このようなイベントは主要なバックグラウンドになるため取り 除く必要があり、NuSTAR では CZT 検出器と CsI 結晶の active shield に同時に来たイベントは取り除い ている。





図 3.10: 左:Focal Plane、右 CsI Active Shield[28]

第4章 観測とデータリダクション

4.1 観測天体について

本研究ではエディントン限界光度 10³⁸ erg/s に近い光度をもつ Z 天体である Sco X-1 の状態遷移やハー ドテールの時間変動について調べ、中性子星やその周りに降着円盤の内縁付近のハードテールの物理構造 を明らかにすることを目的としている。ハードテールは、それ自身のフラックスが低いため検出が難しく、 銀河面に近い天体では銀河面放射や近くの点源等のバックグラウンドの差し引きによって、擬似的なシグナ ルが生じてしまう可能性もある。Sco X-1 は、Z 天体の中で 2.8 kpc と一番近い距離にあるため非常に明る く、銀河面からも離れているため銀河面放射の寄与も少ないと考えられる。また、Sco X-1 は Z 天体の中 で RXTE と INTEGRAL 衛星のどちらの衛星でもハードテールの存在を示している唯一の天体でもあるの で、状態遷移やそれに伴うハードテールの時間変動について調べるのに適している。そこで、本研究では 「すざく」衛星と NuSTAR 衛星で観測された Sco X-1 の解析を行った。

解析に使用したデータの観測情報について表 4.1 にまとめた。

観測衛星	観測日	exporsure	obsid
「すざく」	2015/03/09	35 ks	409025010
NuSTAR	2014/10/08	$774~{\rm s}$	30001040002

表 4.1: 観測情報

4.2 「すざく」衛星のイベントセレクション

解析で使用したデータのうち、XIS と HXD-GSO は公開されている clean event を標準的な解析方法で 行った。HXD-PIN のデータについては、clean event に加えてバックグラウンドデータに補正を行った。通 常は、公開されている clean enent を用いて、「すざく」チームが公開している「すざく」ファーストステッ プガイドに従って解析したらよい。しかし、今回解析した Sco X-1 の観測時期は「すざく」衛星の電力不足 によって、HXD が ON されている時間が限られており、推定バックグラウンドを作るためのデーターベー スの情報量が限られるため再現精度が悪くなっている。そのため、HXD-PIN のバックグラウンドに補正を 行った。詳しくは 4.2.2 で述べる。

4.2.1 XIS

Sco X-1 は、フラックスが 10 Crab と非常に高く、このような非常に明るい天体を観測すると、CCD の 1 回の露光中に 1pixel 中に多数のイベントが入射する現象が起こる。その結果、同時に入射した複数のイベ ントのパルスハイトが足された一つのイベントとして読み出されてしまう。この現象のことをパイルアップ

といい、パイルアップが起こることで、低ネルギー側のカウントが減少し、高エネルギー側のカウントが 増加する。このパイルアップの影響を軽減するために、XIS では burst option が用いられる。通常の観測 では、CCD 全面を露光時間を 8 秒で読みだすところ、burst option を使うことで、露光中に実際にデータ を取得する時間を指定することができる。通常の明るい連星系 (0.1 Crab) では、0.5 秒 burst オプション などを利用しており、その上でさらにパイルアップしたイメージ中心を除去して解析する必要があるため、 実質の観測イベント数は、本来の 1/10 程度になってしまい、統計が悪くなってしまう。

Sco X-1 はあまりにも明るいので、今回の観測では XIS の CCD にダメージが生じないように、15 分角 のオフセット観測を行っている。図 4.1 はオフセット観測によって得られた Sco X-1 のイメージであり、Sco X-1 の中心から 15 分角ずらした領域を観測している。今回はオフセット観測により、CCD 全面で 0.1Crab のイベントを検出しているため、burst option を使わなくてもパイルアップが生じないようになっている。



図 4.1: オフセット観測による Sco X-1 のイメージ

4.2.2 HXD

HXD のエネルギー帯域では、多くの場合は観測された信号に対するバックグラウンド (BGD) の寄与を無 視することができない。HXD のバックグラウンドは、大部分が検出器由来の Non X-ray background(NXB) で、地没のデータを用いて観測ごとにモデル化されており、推定バックグラウンドとして配布されている。た だし、この推定バックグラウンドには天球上に一様に分布している宇宙 X 線背景放射 (CXB; Cosmic x-ray Background) は含まれていないので、推定バックグラウンドに加える必要がある。

\mathbf{PIN}

衛星が地球を周回しているとき、天体が地球に隠れる時間帯が生じる。この地没時のデータはバックグ ラウンドとみなすことができる。ただしレートは、1日に諸々の理由で変動するため、その変動を含めて再 現しなければならない。つまり、地没のデータはそのままバックグラウンドデータとして差し引けず、モ デル化したバックグラウンドが必要になる。図 4.2 左は、地没時の実際に観測にって得られた「観測デー タ (黒)」と、公開されているモデル化された「推定バックグラウンド (緑)」のスペクトルで、観測データ と推定バックグラウンドの差 (赤) も示している。その結果、観測データに対して、推定バックグラウンド は 35 keV 以上では約 18%程度小さく見積もられていた。通常の観測時では、PIN の地没の観測データと 推定バックグラウンドのズレは 3 %程度になるが、Sco X-1 の観測ではバックグラウンドの再現精度が悪 くなっている。これは Sco X-1 の観測時期は衛星の電力不足により、観測された天体の数が少ないため地 没のデーターベースが不足しているためだと考えられる。本来はバックグラウンドの推定はおよそ 1ヶ月の 地没のデータを用いてされるが、Sco X-1 の観測時期は 1 週間の観測しかされていなかった。そこで、推 定バックグラウンドの再現精度を向上させるために、Sco X-1 と同時期に観測された GK PER のデータと Sco X-1 の地没のデータを使って推定バックグラウンドの補正を行った。補正を行ったスペクトルは図 4.2 左のようになり、観測データと推定バックグラウンドのズレは 5%程度になった。具体的な補正内容につい ては、以下に示している。



図 4.2: 左:Sco X-1 の補正前の地没スペクトル、右:Sco X-1 の補正後の地没スペクトル。黒:地没観測値、 緑:推定バックグラウンド、赤:観測-推定バックグラウンド。

推定バックグラウンド補正

推定バックグラウンドの補正を行うため、Sco X-1 と同時期に行われた GK PER のデータを使用する。 今回用いた GK PER の観測情報を表 4.2 にまとめる。

観測天体	観測天体 観測日		obsid
GK PER	2015/03/05	135 ks	409018020

表 4.2: GK PER の観測情報。

これ以降では、実際に観測された地没のデータを「地没観測」、補正前のバックグラウンドを「元推定 bgd」、補正のために元推定 bgd に足し合わせた補正値を「補正 bgd」、元推定 bgd と補正値を足し合わせ た値を「改定 bgd」と呼んでいる。

Sco X-1 と GK PER の地没時の観測と元推定 bgd のカウントレートを求め、その差が 0 になるように 補正を行った (補正 bgd=地没観測-元推定 bgd)。ただし、エネルギー帯域によって補正するカウント数も 変わると考えられるため、15-20 keV、20-25 keV、25-30 keV、30-35 keV、35-40 keV、40-50 keV、50-60 keV、60-70 keV のエネルギー帯域ごとに補正を行った。表 4.3 に補正前の地没観測に対する地没観測と元 推定 bgd の差の割合を Sco X-1、GE PER、Sco X-1 + GK PER のそれぞれで求めたものを示した。エネ ルギーによっても差はあるが、高エネルギー側では約 10-20%程度ずれているので、補正をする必要がある。

エネルギー	Sco X-1	GK PER	Sco X-1 + GK PER
(keV)	(比)	(比)	(比)
15-20	-0.09 \pm 0.02	-0.16 \pm 0.04	-0.11 ± 0.02
20-25	-0.16 ± 0.03	-0.20 \pm 0.05	-0.17 ± 0.03
25-30	-0.04 ± 0.04	-0.10 \pm 0.07	-0.05 ± 0.03
30-35	0.03 ± 0.05	0.03 ± 0.08	$0.03{\pm}0.04$
35-40	0.16 ± 0.05	-0.03 ± 0.08	$0.11{\pm}0.04$
40-50	0.18 ± 0.04	0.08 ± 0.06	$0.16{\pm}0.03$
50-60	0.18 ± 0.04	0.18 ± 0.07	$0.18{\pm}0.04$
60-70	0.22 ± 0.05	0.08 ± 0.08	$0.19{\pm}0.04$

表 4.3: 補正前の (地没観測-元推定 bgd)/地没観測の値。

Sco X-1 と GK PER の地没データによって得られた補正 bgd を用いて、Sco X-1 の地没データに補正を 行った結果を表 4.4 に示す。(地没観測-改定 bgd)/地没観測の値は、どのエネルギー帯域でも補正前に比べ て小さくなっており、通常の PIN で得られる値である 3%に近づいた。

エネルギー	地没観測	元推定 bgd	補正 bgd	地没観測-改定 bgd	(地没観測-改定 bgd)/地没観測
(keV)	(counts/s)	(counts/s)	(counts/s)	(counts/s)	(比)
15-20	$0.0554{\pm}0.0011$	$0.0605{\pm}0.0004$	$-0.0059 {\pm} 0.0010$	$0.0007{\pm}0.0015$	$0.013 {\pm} 0.028$
20-25	$0.0273 {\pm} 0.0008$	$0.0317{\pm}0.0003$	-0.0045 ± 0.0007	$0.0001{\pm}0.0011$	$0.003 {\pm} 0.040$
25-30	$0.0164 {\pm} 0.0006$	$0.0170{\pm}0.0002$	-0.0009 ± 0.0005	$0.0002{\pm}0.0008$	$0.014{\pm}0.052$
30-35	$0.0124{\pm}0.0005$	$0.0120{\pm}0.0002$	$0.0004{\pm}0.0005$	$0.0000{\pm}0.0007$	$0.001 {\pm} 0.059$
35-40	$0.0120 {\pm} 0.0005$	$0.0101{\pm}0.0002$	$0.0012{\pm}0.0004$	$0.0006{\pm}0.0007$	$0.053 {\pm} 0.059$
40-50	$0.0182{\pm}0.0007$	$0.0149{\pm}0.0002$	$0.0027{\pm}0.0006$	$0.0006{\pm}0.0009$	$0.032{\pm}0.048$
50-60	$0.0133 {\pm} 0.0006$	$0.0109{\pm}0.0002$	$0.0024{\pm}0.0005$	$0.0001{\pm}0.0008$	$0.004 {\pm} 0.057$
60-70	$0.0123 {\pm} 0.0005$	$0.0095{\pm}0.0001$	$0.0022{\pm}0.0005$	$0.0006{\pm}0.0007$	$0.045{\pm}0.058$

表 4.4: 地没データの推定バックグラウンド補正。

次に、求まった補正値を用いて、天体観測中のバックグラウンドの補正を行い、バックグラウンド差引 後にどの程度天体からのイベントが残るのかを調べた。表 4.5 に各エネルギーごとの値をまとめた。本研究 では、15-35 keV 以下は、バックグラウンドに対して天体観測値の割合が大きいため (90%以上) 補正は必 要ないとして、バックグラウンドの寄与が大きい 35 keV 以上で、エネルギーごとに補正を行ったデータを 用いて解析を行う。補正後のスペクトルと補正前のスペクトルを図 4.3 に示した。

エネルギー	天体観測	元推定 bgd	補正 bgd	天体観測-改定 bgd	天体観測-改定 bgd/観測
(keV)	(counts/s)	(counts/s)	(counts/s)	(counts/s)	(比)
15-20	$39.0494{\pm}0.0369$	$0.0609{\pm}0.0004$	$-0.0059 {\pm} 0.0010$	$38.9944{\pm}0.0369$	$0.999 {\pm} 0.001$
20-25	$7.7021{\pm}0.0164$	$0.0329{\pm}0.0003$	$-0.0045 {\pm} 0.0007$	$7.6738 {\pm} 0.0164$	$0.996{\pm}0.002$
25-30	$1.1249 {\pm} 0.0063$	$0.0182{\pm}0.0002$	-0.0009 ± 0.0005	$1.1076{\pm}0.0063$	$0.985{\pm}0.006$
30-35	$0.2029 {\pm} 0.0027$	$0.0122{\pm}0.0002$	$0.0004{\pm}0.0005$	$0.1903{\pm}0.0027$	$0.938 {\pm} 0.013$
35-40	$0.0529{\pm}0.0014$	$0.0108{\pm}0.0002$	$0.0012{\pm}0.0004$	$0.0409{\pm}0.0014$	$0.773 {\pm} 0.027$
40-50	$0.0301{\pm}0.0010$	$0.0151{\pm}0.0002$	$0.0027{\pm}0.0006$	$0.0122{\pm}0.0012$	$0.407{\pm}0.040$
50-60	$0.0146 {\pm} 0.0007$	$0.0108 {\pm} 0.0002$	$0.0024{\pm}0.0005$	$0.0014{\pm}0.0009$	$0.095 {\pm} 0.060$
60-70	$0.0134{\pm}0.0007$	$0.0101{\pm}0.0002$	$0.0022{\pm}0.0005$	$0.0010 {\pm} 0.0008$	$0.077 {\pm} 0.063$

表 4.5: 天体データの推定バックグラウンド補正。



図 4.3: 補正前後の Sco X-1 の全時間平均スペクトル。黒:補正後のバックグラウンドを引いたもの、赤:補 正前。

\mathbf{GSO}

GSO についても PIN と同様に地没のデータを調べ、結果を表 4.6 にまとめた。GSO の地没の観測デー タと推定バックグラウンドのズレは通常は 1%程度であるので、今回の Sco X-1 の観測時も通常と同程度で あるので、GSO では PIN に行ったようなバックグラウンドの補正は必要ない。

エネルギー	(地没観測-推定 bgd)/地没観測
(keV)	(比)
50-70	-0.015 ± 0.004
70-100	-0.004 ± 0.004
100 - 150	-0.001 ± 0.003
150-200	-0.008 ± 0.004
200-300	0.001 ± 0.004
300-400	-0.001 ± 0.004
400-500	0.005 ± 0.005

表 4.6: GSO の (地没観測-推定 bgd)/地没観測の値。

また、観測時についての (天体観測-推定 bgd)/天体観測の値について表 4.7 にまとめ、観測時と地没時 のスペクトルを図 4.4 に示した。これを見ると、有意な信号は受かっていないので、状態遷移ごとのハード テールの議論の際は GSO のデータを用いていない。
エネルギー	(天体観測-推定 bgd)/天体観測
(keV)	(比)
50-70	0.008 ± 0.005
70-100	0.001 ± 0.005
100 - 150	-0.004 ± 0.004
150-200	-0.001 ± 0.005
200-300	-0.010 ± 0.005
300-400	0.007 ± 0.005
400-500	0.014 ± 0.006

表 4.7: GSO の (天体観測-推定 bgd)/天体観測の値。



図 4.4: GSO の全時間平均スペクトル。左:観測時、右:地没時。

4.3 NuSTAR 衛星のイベントセレクション

NuSTAR の解析をするにあたって、公開されている clean event に加えて grade と status によるイベントの選別を行った。結果的には、status は通常解析と同じ方法で行い、grade のみを指定している。

4.3.1 grade によるイベント選別

まず、grade について説明する。イベントが入射した際に形成する波高値がある閾値を超え、かつ周囲 3×3pixel の中で一番高い波高値の pixel を中心したとき、周囲の 3×3pixel の中で閾値を超えた pixel の分 布によって grade を分類している。この grade の分類に従って、閾値を超えた pixel の電荷を足し合わせて 入射した X 線のエネルギーを再現している。図 4.5 は NuSTAR の grade の定義を示しており、赤色は閾値 を超えさらに 3×3pixel の中で一番高い波高の pixel、黄色は閾値超えたその他の pixel である。NuSTAR で は grade を 0-32 に分類しており、通常の解析では 0-26 まで用いて解析している。grade0 は閾値を超えた のが中心の 1pixel のみのイベントである。grade が 0 以上になると中心以外にも閾値を超えたものが存在し ていることになり、原因として以下のようなものが考えられる。

入射した X 線の電荷が周囲の pixel に洩れ出した。
高エネルギーの X 線が入射すると周囲の電荷に洩れ出しやすくなる。grade の値が小さな (1-12) もの
ほど、電荷の漏れだしの影響によるものだと考えられる。

• ほぼ同時に複数のイベントが入る。

ほぼ同時に複数の X 線が入るとパイルアップが起こり、複数の pixel で同時に検出される。入射する X 線のレートが高いほど起こりやすくなる。grade が大きく (13 以上) なるほどパイルアップの影響に よるものだと考えられる。



図 4.5: NuSTAR の GRADE の定義 [30]。

Sco X-1 は距離が近いことから天体からの信号も多いため、パイルアップの影響が他の天体に比べて大きくなっていると考えられる。そこで、パイルアップの影響があるのか調べるために、まず Crab と同じ Z 天体である Cyg X-2 の grade と Sco X-1 の grade を比較した。また、使用した Crab と Cyg X-2 の観測情報を表 4.10 まとめた。

観測天体	観測日	exporsure	obsid
Crab	2014/10/02	$4942~{\rm s}$	10002001008
Cyg X-2	2015/01/07	$23737~{\rm s}$	30001141002

表 4.8: Crab と Cyg X-2 の観測情報



図 4.6: Sco X-1、Crab、Cyg X-2の gradeの比較。

図 4.6 は、grade0 に対する各 grade のカウント数の比を示したもので、Crab は他と比べて grade 5-12 が大きい、Sco X-1 は grade 21-24 が大きいことが特徴的である。この原因については以下のように考えられる。

 Crab の grade 5-12 が大きい
Crab は他の2天体に比べて、TeV まで伸びる高エネルギーの放射をしているため、他の pixel に洩れ だしたイベントが多くなっていると考えられる。

Sco X-1 の grade21-24 が大きい
Sco X-1 は grade 12 までは Cyg X-2 と同程度であるが、grade 13 以上になるとその割合が多くなる。
これは、Sco X-1 が非常に明るいことからパイルアップが起こっていると考えられる。

以上のことから、Sco X-1 は同じ Z 天体である Cyg X-2 とエネルギー帯域で放射をしているため grade の 比はほぼ同じになるはず、Sco X-1 はパイルアップの影響によって grade 13 以上の比が大きくなっている と考えられる。そこで、今回の解析では Cyg X-2 と比の値がほぼ一致し、パイルアップの影響が少ないと 考えられる grade 0-12 までを使って解析を行った。

4.3.2 status によるイベントの選別

太陽のイベントレートは非常に高いため、NuSTAR の後処理で太陽のイベントの一部が、電子ノイズと 判断されてうっかり取り除かれしまい、太陽からの光子数が制限されてしまう。[31]。そこで、NuSTAR の 太陽の解析では、電子ノイズ (+イベントの一部)を削除しない解析を行っている。方法としては、以下の コマンドを pipeline ではしらせることで電子ノイズ除去していないイベントを作成することができ、その 後明らかに noisy な pixel のみを削除することで、うっかり削除された太陽のイベントも解析することがで きる。

	コマンド
通常解析 (電子ノイズ除去)	STATUS == b000000000x0xx000
特殊解析 (電子ノイズを残す)	STATUS==b0000xx00xx0xx000

表 4.9: STATUS コマンド。

bの後に続く、「x」のビットは0でも1でも良いということを表している。それぞれのビットについての説 明は、「The NuSTAR Data Analysis Software Guide」に詳しく書いてある。通常の解析と異なっているの は以下のビットである。

b0000000010000000	Event fails depth cut
b000001000000000	Event fails prior cut
b0000100000000000	Event fails reset cut

表 4.10: 通常解析と異なる STATUS。

Sco X-1 も高いレートでイベントが来ており、太陽と同様にイベントの一部が電子ノイズとして取り除 かれている可能性があるとして、通常の解析と電子ノイズを消さずに残す処理 (特殊解析) も行った。通常 解析 (黒線) と電子ノイズを残したもの (赤線) のスペクトルを 4.7 左に示した。また、Cyg X-2 でも同様の 処理をしたものを 4.7 右に示した。Cyg X-2 では、電子ノイズを残しても、除去してもスペクトルはほぼ変 わらないが、Sco X-1 は電子ノイズ処理によって削除されるイベントが多くスペクトルが変化していること が分かる。図 4.8 に電子ノイズ残した通常解析を基準としたスペクトルの比を示している。スペクトルの比 には約 1.35 倍の差があるが、その差はどのエネルギー帯域でも一定である。

ここで、Sco X-1 で通常解析をする場合と、特殊な解析を行う場合について考える。

• 特殊解析:電子ノイズを残して解析

Sco X-1 では、電子ノイズを除去することで通常の天体よりも多くのイベントが除去される。この 除去されるイベントには天体からのイベントも含まれている可能性もあるが、電子ノイズと区別す ることはできない。また、スペクトル解析をする際に必要になる ARF ファイルや RMF ファイル は、通常解析用に作られているので、特殊解析では使うことはできない。また、status コマンドの 「b0000000010000000」で処理されている depth cut は、検出器の厚みの方向の相互作用の位置を推定 してバックグラウンドを除去するかしないかを判断するフラグであり、レスポンスを大きく変えてし まうため通常解析用の RMF では解析することができない。

通常解析:電子ノイズを除去して解析
電子ノイズを除去することで、天体からのイベントの一部が消えている可能性もあるが、ARFやRMF
も通常解析用に作られているのでスペクトルフィットに使うことができる。また、電子ノイズ除去前
後のスペクトルの比は、どのエネルギー帯域でも一定で、スペクトルの形は変わっていないため、スペクトルフィットを行うことができる。

以上のことから、今回の解析では、電子ノイズを通常解析通り除去して解析を行うことにした。



図 4.7: 通常解析 (黒) と電子ノイズを残したとき (赤) のスペクトル。左: Sco X-1、右:Cyg X-2。



図 4.8: 通常解析 (黒) と電子ノイズを残したとき (赤) のスペクトルの比。左: Sco X-1、右:Cyg X-2。

最終的に Sco X-1 の解析で行ったのは、grade を 0-12 にすることでパイルアップの影響が少ないイベントのみ選出するのみで、後は「The NuSTAR Data Analysis Software Guide」に従って解析を行った。

第5章 Sco X-1の解析結果

5.1 ライトカーブとカラーカラー図

まず、Sco X-1 の時間変動を調べるために、光度曲線 (ライトカーブ) とカラーカラー図を作成し、「すざ く」衛星と NuSTAR 衛星で Sco X-1 の時間変動及び状態遷移が観測されているのかについて調べた。

5.1.1 「すざく」衛星での結果 (XIS+PIN)

図 5.1 は「すざく」衛星で観測されたライトカーブで、1 ビンは 128 秒である。一番上から低エネルギー 帯域 (XIS:0.2-2 keV)、中エネルギー帯域 (XIS:4-8 keV)、高エネルギー帯域 (PIN:15-20 keV) のライトカー ブである。図上の色は状態遷移による分類によって分けられており、黒が HB、赤が NB、青が FB である。 状態遷移の分類については、後で説明するカラーカラー図上で分類を行った。15-20 keV では、定常的に は約 35 counts/s であるが、FB に分類した青色の点では、数 100 秒のタイムスケールでカウントレートが 急激に変化し、高い時では約 80 counts/s の、通常時の 2 倍程度のカウントレートになっていた。他のエ ネルギー帯域でも、通常時に比べてカウントレートの上昇が確認された。データが存在していない時間帯 は、天体が地球で隠されている地没や SAA 中のため天体の観測ができない時間帯である。「すざく」は 1 日に 15 回地球を周回しており、およそ 96 分の間に天体観測と地没観測を繰り返している。今回の観測で は、2015/03/09-13 の間に、計 29 回の天体観測時間があり、観測時間の順に、観測番号: No.1、No.2、...、 No.29 と番号を付ける。

次に、このライトカーブで使用したエネルギー帯域を用いて、ライトカーブと同じ1ビン128秒のカラー カラー図を作成した。図 5.2 左は作成したカラーカラー図で、今回の観測でも Sco X-1 は Z 天体と同じよう に、HB、NB、FB の状態遷移をしていることが分かる。今回、「すざく」衛星では 3 日間にわたって連続的 に Sco X-1 を観測しており、その間にどのようにカラーカラー図上を遷移しているのかを、付録 A.1 に載せ ている。観測番号ごとに、CCD 上の位置によって、黒丸で囲っている HB(No.5、6)、青丸上の FB(No.13、 14、16、17、22、28)、赤丸上の NB(HB、FB の番号以外) で分類している。観測番号ごとに分類した状態 の色 (HB:黒、NB:赤、FB:青) で、ライトカーブの色分けを行っている。また、観測番号で分類した時、1 回の観測時間中に 2 つの状態にまたがっているものもあったため、CCD 上の位置によって図 5.2 右のよう に状態の分類も行った。



図 5.1: 「すざく」衛星での Sco X-1 のライトカーブ (1ビン 128 秒)。



図 5.2: 左:図 5.1 を利用して作成した「すざく」衛星での Sco X-1 の CCD。右: CCD 位置による状態遷移 の分類。

5.1.2 NuSTAR 衛星の結果

図 5.3 は NuSTAR 衛星で観測されたライトカーブで、一番上から低エネルギー帯域 (1.6-3 keV)、中エネ ルギー帯域 (4-8 keV)、高エネルギー帯域 (15-20 keV) のライトカーブである。図上の色はカラーカラー図 上の状態遷移によって分類されており、黒が HB、赤が NB、青が FB である。状態遷移の分類については、 後で説明するカラーカラー図上で分類を行った 4 keV 以上のエネルギー帯域では、状態が FB のとき、カ ウントレートの増減が激しく、FB 内でカウントレートが 1.5 倍程度変動していることが分かる。NuSTAR 衛星も 1 日に 15 回地球を周回しており、およそ 96 分の間に天体観測と地没観測を繰り返している。今回 の観測では、計 6 回の天体観測時間があり、観測時間の順に、観測番号: No.1、No.2、...、No.6 と番号を 付ける。

次に、このライトカーブで使用したエネルギー帯域を用いて、カラーカラー図を作成した。図 5.4 は作成 したカラーカラー図で、NuSTAR 衛星でも Sco X-1 は Z 天体と同じように、HB、NB、FB の状態遷移を していることが分かる。今回の観測の間にどのようにカラーカラー図上を遷移しているのかを、付録 A.2 に 載せており、黒丸で囲っている領域上にある HB(No.1)、赤丸上の NB(No.2、4、6)、青丸を FB(No.5) で 分類している。NuSTAR 衛星では HB→NB→FB →NB→FB→NB の順番で変化しており、各状態の遷移 はおよそ 96 分のタイムスケールで起こり得ることが分かった。



図 5.3: NuSTAR 衛星での Sco X-1 のライトカーブ (1 ビン 128 秒)。



図 5.4: 図 5.3 から作成した NuSTAR 衛星での Sco X-1 の CCD。

5.2 スペクトル解析

5.2.1 状態遷移によるスペクトル比の変化

状態遷移をすることによって、どのエネルギー帯域で放射が変化しているのかを調べるために、図 5.5 に CCD 上で分類した状態ごとの「すざく」衛星と NuSTAR 衛星のスペクトルを作成した。ここで、「すざ く」衛星の低エネルギー側の XIS は、通常観測とは違うオフセット観測が行われたため、レスポンス (検出 器応答)の再現精度が悪く、詳細なスペクトル解析では 6 keV 以下のデータを用いることができない。しか し、検出器応答は同じエネルギーでは時間に依らず一定である。各状態の比の議論をする際には XIS の全 データを用いて比較することができる。

図 5.6 に NB の状態を基準にした、HB、NB、FB のスペクトルの比 (HB/NB、NB/NB、FB/NB) を示 す。ここでは 3 状態の中間にある NB を基準にとった。黒線が HB、赤線が NB、青線が FB である。スペク トルの比を見ると、どちらの衛星でも、NB に対して、HB は 7 keV 付近から 30keV 付近まで増加し、FB は 10 keV までは上昇しそれより高エネルギー側は減少していくという傾向が見られる。



図 5.5: 各状態 (HB、NB、FB) でのスペクトル。



図 5.6: NB に対する HB、NB、FB のスペクトルの比。

5.2.2 NuSTAR 衛星のフィッティング結果と放射モデル

NuSTAR 衛星では3 keV 以上の解析ができ、このエネルギー帯域では、降着円盤と中性子星からの放射があると考えられるため、得られたスペクトルを以下の2つのモデルでフィットを行った。

(a) 降着円盤からの放射 (diskbb) と NS からの黒体放射 (bb) モデル

(b) 降着円盤からの放射 (diskbb) と NS からの黒体放射がさらに逆コンプトン散乱するモデル (compTT)
(a) は基本となるもっとも平準なモデルであり、(b) は先行研究にあり (a) よりもデータの再現性が良いと報告されている [32]。それぞれのモデルで全時間積分のベストフィットを図 5.7 に、フィット結果を表 5.1 に示す。ただし、鉄輝線の構造があり上記の連続成分だけでは再現できない 5 - 8 keV は除いている。

(a)のモデルは、降着円盤からの放射が高エネルギー側まで伸びており、diskbb と bb の交点は 10 keV 程度であるのに対して、(b)のモデルは、NuSTAR のエネルギー帯域では中性子星からの放射が支配的で、 diskbb と compTT の交点は 3 keV 程度になっている。(a) と (b)の示す結果は、明らかに降着円盤と中性 子星のそれぞれの放射エネルギー帯域が異なっている。ここで、compTT モデルも逆コンプトン散乱の影 響が少なければ元の黒体放射と同じスペクトルになることを検証するため、降着円盤からの放射は (a)で 求めた diskbb の *T_{in}* の値に固定し、フィッティングを行った。このモデルを (b') モデルとして、その結果 を表 5.1 に示した。(b')では τ の値は 0 でも良い。すなわち、黒体放射でも良いことを示している。また、 フィット結果の残差はモデル (a) と同程度である。よって、降着円盤と中性子星からの放射の交点が変化す るのは compTT モデルが悪影響を与えている訳ではないことが検証できた。



図 5.7: NuSTAR の全時間積分の平均スペクトル。左:(a)diskbb+bb モデル、右:(b)diskbb+compTT モ デル。



図 5.8: (b') モデル:(a) で求めた T_{in} に固定した時の diskbb+compTT モデル。

	disk	bb	b	bb						
モデル	T_{in} (keV)	norm	kT(keV)	norm	-	$T_0 \; (\mathrm{keV})$	$kT \ (keV)$	τ	norm	χ^2 (d.o.f)
(a)	$1.77^{+0.02}_{-0.03}$	1250^{+60}_{-60}	$2.61^{+0.03}_{-0.03}$	$0.81\substack{+0.04 \\ -0.04}$		-	-	-	-	331 (167)
(b')	1.77(fixed)	1273^{+5}_{-5}	-	-		$2.53_{-0.08}^{+0.70}$	< 300	< 5	> 0.25	299 (166)
(b)	$0.67^{+0.09}_{-0.07}$	$4^{+3}_{-2}{\times}10^4$	-	-		$1.12_{-0.04}^{+0.06}$	$2.97\substack{+0.06 \\ -0.05}$	$4.4_{-0.1}^{+0.1}$	$14^{+0.8}_{-1.1}$	160(165)

表 5.1: NuSTAR の全時間積分での各モデルフィットのパラメータ。

スペクトル比から (a)diskbb+bb モデルの変動の考察

NuSTAR のフィッティングによって考えられる2つのモデルが、小節5.2.1 で求めた状態遷移によるスペクトル比の変化を説明できるかについて考察する。

まず、スペクトルの再現精度は (b) よりも良くないが、基本のモデルである (a) の diskbb+bb について 考える。どの状態でも ~3 keV 付近に残差が残っている。図 5.9 に各状態でのスペクトルを (a) のモデルで フィッティングしたときの best fit を示し、図 5.10 に NB と HB、NB と FB のベストフィットモデルを比 較したもの示す。



図 5.9: (a)diskbb+bb モデルでの HB、NB、FB の best fit

	diskbb			b		
状態	T_{in} (keV)	norm	•	kT(keV)	norm	χ^2 (d.o.f)
HB	$1.67^{+0.05}_{-0.05}$	1580^{+170}_{-150}		$2.63^{+0.05}_{-0.05}$	$1.13_{-0.07}^{+0.07}$	210 (167)
NB	$1.68^{+0.03}_{-0.03}$	1450^{+90}_{-80}		$2.58^{+0.04}_{-0.04}$	$0.72^{+0.04}_{-0.04}$	284(167)
FB	$2.15_{-0.07}^{+0.06}$	720_{-60}^{+70}		$2.93_{-0.16}^{+0.20}$	$0.46\substack{+0.13\\-0.10}$	189(167)

表 5.2: (a)diskbb+bb モデルでの各状態の best fit パラメータ。



図 5.10: 左:NBと HBの dest modelの比較、右:NBと FBの dest modelの比較。

図 5.11 に示すように、「すざく」衛星と NuSTAR 衛星での状態遷移によるスペクトルの比には以下の変 化がみられる。状態ごとの best fit モデルの変化により、このスペクトルの比の変化との対応を考える。

HB と NB の比の変化について (図 5.11 の黒 (HB) と赤 (NB) の比)

① 7 keV 以下は HB は NB に対して一定の比を保っている。

② 7 keV 以上は HB は NB に対して一定の割合で比の値が増加する。

③ 7 keV 以下はある一定の比であるが、「すざく」衛星は HB と NB の比は同程度であるが、NuSTAR 衛星の比は HB の方が NB より大きくなっている。

NB と FB の比の変化について (図 5.11 の赤 (NB) と青 (FB) の比)

① 3 keV から 10 keV までは FB は NB に対して一定の割合で比の値が増加している。

② 10 keV 以上は FB は NB に対して一定の割合で比の値がが減少する。

③ 10 keV 以下では FB は NB に対して比の値が増加しているが、3 keV を境に比の傾きが変わっている。



図 5.11: 図 5.6 と同じ。図 5.10 に対応した①~③を付記してある。

この比の変化とフィット結果 (図 5.10) を比較する。まず、HB と NB の比の変化について考察する。① の 7 keV 以下の一定の比を保っているのは、diskbb の T_{in} がほぼ同じ温度であるため、diskbb の形は変わな いためだと考えられる。「すざく」では、NB と HB の diskbb の成分がほぼ同じ放射をしており、NuSTAR では diskbb の T_{in} は変わらず NB に対して HB の norm が増加したため、③のように HB の方が NB より 比が大きくなったと考えられる。②については、bb による放射が 7 keV 以上で diskbb に比べて優勢にな るためだと考えられる。これは過去の報告 [11] と一致する振る舞いである。

次に、FB と NB の比の変化について考察する。diskbb の T_{in} と norm の関係には以下のような相関が ある。diskbb は降着円盤の半径に依存した様々な温度の黒体放射の足し合わせであり、 T_{in} が増加すると、 図 5.12 左のように、ピークの位置が高エネルギー側になりフラックスも上昇する。しかし、今回のフィッ ト結果は、図 5.12 右のように diskbb の T_{in} が大きくなる一方で norm が減少することで、diskbb の高エネ ルギー側が盛り上がる構造を再現している。①では、FB は NB に対して T_{in} の増加と norm の減少により ピーク ~ 3 keV 以下の比を一定 (形が同じでかつフラックスが一定) に保ち、ピークより高エネルギー側で はスペクトルの比が増加していると考えられる。



図 5.12: パラメータを変えたときの diskbb のスペクトルの変化。左:*T_{in}* のみを変化させたとき、右:左図の norm をさらに変化させたとき。

10 keV 以上で比の値が減少するのは、10 keV 以上では NB の bb の寄与が大きくなるため、FB とのス ペクトルの差が小さくなっていくので減少傾向になると考えられる。③の比の傾きが変わることや、スペク トルフィットの残差で 3 keV 近くに構造があることは diskbb と bb 以外の他の成分があると考える以外は 説明が難しい。①では、3 keV 以下の比を一定に保つように、*T_{in}*が増加しているのにも関わらず norm が 減少していた。これらのことを踏まえると、3 keV 以下では diskbb はほぼ一定のフラックスのまま図 5.13 のように、3 keV ~10 keV に追加の成分が現れたと考える方が、比の変化を自然に説明できる。実際にこ のモデルに追加の成分を加えたものを付録 A.3 で行っている。



図 5.13: diskbb の高エネルギー側に追加成分が入ったと考えた図。

スペクトル比から (b)diskbb+compTT モデルの変動の考察

次に (b) の diskbb+compTT での状態遷移の比の変化について考える。図 5.14 に各状態でのスペクトル を (a) のモデルでフィッティングしたときの結果を示し、図 5.15 に NB と HB、NB と FB のベストフィッ

トモデルを比較したもの示す。



図 5.14: (b)diskbb+compTT モデルでの HB、NB、FB の best fit。

	di	skbb		compT	Т		
状態	T_{in} (keV)	$\operatorname{norm}(\times 10^4)$	$T_0 \; (\mathrm{keV})$	$kT \; (\mathrm{keV})$	au	norm	χ^2 (d.o.f)
HB	$0.48^{+0.15}_{-0.12}$	< 260	$0.95\substack{+0.08 \\ -0.07}$	$3.00^{+0.08}_{-0.08}$	$4.8_{-0.2}^{+0.2}$	17^{+1}_{-2}	180(165)
NB	$0.63_{-0.08}^{+0.12}$	6^{+16}_{-3}	$1.07\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$3.02^{+0.09}_{-0.07}$	$4.1_{-0.2}^{+0.2}$	13^{+1}_{-1}	195 (165)
FB	$0.81\substack{+0.24 \\ -0.16}$	2^{+4}_{-1}	$1.34_{-0.12}^{+0.20}$	$3.02^{+0.44}_{-0.17}$	$3.9\substack{+0.5 \\ -0.9}$	14^{+2}_{-4}	$137\ (165)$

表 5.3: (b)diskbb+compTT モデルでの各状態の best fit パラメータ。



図 5.15: 左:NBとHBのdest fit modelの比較、右:NBとFBのdest fit modelの比較。

diskbb+bb モデルの図 5.11 の考察で行った、3つの状態遷移によるスペクトルの比の議論を同様に行 う。しかし、「すざく」衛星の3 keV 以下では、HB、FB の方が NB より大きいが、図 5.15 で示したベスト フィットモデルでは、NB の方が大きくなっている。これは、NuSTAR 衛星では3 keV 以下に解析データが 存在しないため、diskbb のパラメータには不定性が残ってしまうためだと考えられ、実際にフィッティング のパラメータの diskbb の成分のエラーが大きくなっている。そこで、「すざく」衛星の3 keV 以下の比の 変化を、パラメータをエラーの範囲内で変えることで再現できないかを調べた。ベストフィットパラメータ から、HB と NB の diskbb の成分はエラーの範囲内で一致しているため、diskbb が等しいとして仮定をす る。また、ベストフィットモデルでは、FB と NB の比がおよそ 2 keV 以下から FB が NB より小さくなっ てしまうため、FB の diskbb の norm をエラーの範囲内で大きくしている。その結果、図 5.16 のようなモ デルで、比をよく再現できることが分かった。この訂正モデルでのパラメータを表 5.4 に示す。



図 5.16: 左:NB と HB の訂正 model の比較、右:NB と FB の訂正 model の比較。

	diskbb		compTT					
状態	T_{in} (keV)	$\operatorname{norm}(\times 10^4)$	$T_0 \; (\mathrm{keV})$	$kT \; (\mathrm{keV})$	au	norm		
HB	0.6	5.6	1.0	3.0	4.8	17		
NB	0.6	5.6	1.1	3.0	4.1	13		
FB	0.7	4.2	1.3	3.0	3.9	14		

表 5.4: (b)diskbb+compTT モデルでの訂正モデルのパラメータ。

図 5.16 左の訂正モデルで HB と NB の比の変化について考察する。②については、放射のピーク (~7 keV) より高エネルギー側で NB に対する HB の比が増加することから、HB の方が compTT の τ の値が大き くなり叩きあげられる光子の数が増えたためハードなスペクトルの形を作っていると解釈される。NuSTAR は「すざく」よりも HB の compTT の norm が大きいと考えられ、③のように一定の比を保ったまま HB の方が NB より比の値が大きくなっていると考えられる。さらに、diskbb の T_{in} がほぼ同じ温度だとする と diskbb の形はほとんど変わないため、①の様に、7 keV 以下で一定の比を保っていると考えられる。

次に、図 5.16 右の訂正モデルで FB と NB の比の変化について考察する。①では、FB は NB に対して compTT の T_0 が大きくなり、ピークの値が高エネルギー側にシフトすることで、FB と NB の比は 10 keV に向かって増加傾向になるとが考えられる。②の 10 keV 以上で NB と FB の差が小さくなっていくのは FB の方が compTT の τ が FB の方が小さく、叩き上げられる電子が減るためソフトになっているためだと考 えられる。このモデルでは、③で比の傾きが変わることを、主要な放射モデルが 3 keV 付近で diskbb から compTT に変わるためだと考えることができるまた、(a) のモデルでは再現できなかった 3 keV 付近の残 差の構造も再現することができる。ただし、diskbb については (a) のモデルと同じように、 T_{in} が増加し、 norm が減少するという相関があり、diskbb の高エネルギー側に追加の成分があると考えることができる。

そこで、NBの diskbb の高エネルギー側に黒体放射モデルの bbodyrad を追加することで FB を再現でき るか検証を行った。FBの diskbb を NBの best fit に固定したときの結果を表 A.1 に示し、NBと bbodyrad を追加したときの FBのフィットモデルを比較したものを図 5.17 左に示す。 χ^2 の値は、diskbb + compTT のみでフィットしたときと同程度であり、FBのときは降着円盤の内側 (高エネルギー側) に追加の成分があ ると考えることもできる。



図 5.17: 左:FB に追加成分を加えたときの diskbb + bbodyrad + compTT のフィット結果 (NB の diskbb に固定)、右:NB と追加成分を入れたときの FB の比較。

	di	skbb	bbodyrad							
状態	T_{in} (keV)	$\operatorname{norm}(\times 10^4)$	kT(keV)	$\operatorname{norm}(\times 10^4)$	-	$T_0 \; (\mathrm{keV})$	$kT \ (keV)$	au	norm	χ^2 (d.o.f)
\mathbf{FB}	0.6 (fixed)	5.6 (fixed)	$0.86\substack{+0.11 \\ -0.18}$	$1.2^{+0.7}_{-0.1}$		$1.46\substack{+0.19\\-0.18}$	$3.19\substack{+0.77\\-0.27}$	$3.5^{+0.7}_{-1.2}$	12^{+4}_{-4}	$135\ (171)$

$\overline{\mathbf{x}}$ 5.5: diskbb + bbodyrad + complete \mathcal{O} best fit	バフメ	、ータ。
--	-----	------

5.2.3 PIN+GSO による全時間積分でのハードテールの存在

今回、「すざく」衛星では、XIS (6 keV 以上) と PIN (13 - 70 keV) と GSO (50 - 500 keV) の解析を行う ことができる。ただし、XIS はオフセット観測を行っているため、この位置でのキャリブレーションが十分 に行われていないため、レスポンスの再現精度が通常観測時に比べて悪くなってしまっている。そのため、 まずはレスホンスの不定性の少ない PIN と GSO を用いて、熱的放射を卓越するハードテールの存在を調 べた。

NuSTAR では2つのモデル (diskbb+bb と diskbb+compTT) について調べた。PIN 検出器は13 keV 以 上の解析することができるが、このエネルギー帯域ではどちらのモデルでも降着円盤よりも中性子星からの 放射が優勢になるため、diskbb の成分は正確に求めることができない。そのため、PIN+GSO による解析 では全時間積分のスペクトルを以下の4つのモデルでフィットを行った。ただし、NuSTAR の diskbb+bb のモデルでは diskbb の成分が 20 keV 付近にまで影響がある可能性があり、PIN の範囲でも降着円盤の寄 与を無視することができないと考えられるので、「すざく」衛星では (a) のモデルを正確に検証することが できない。そこで、NuSTAR の全時間積分のスペクトルを diskbb+bb モデルで求めたときの *T_{in}*=1.7 で 固定したフィッティングも行っている (a')。また、(b) の compTT モデルは NuSTAR 衛星の結果より、降 着円盤からの寄与は5 keV 以下ではほぼ見られないと考えられるので、(b)、(c) では diskbb の寄与を無視 しており、「すざく」衛星の結果のみを用いてフィッティングする。それぞれのモデルでフィッティングした 結果を図 5.18 に示す。

- (a) NS からの黒体放射 (bb) モデル
- (b) diskbb+bb (diskbb の T_{in} を NuSTAR の値に固定)
- (c) NS からの黒体放射がさらに逆コンプトン散乱するモデル (compTT)
- (d) compTT モデルにハードテール (power-law) を加えたモデル



図 5.18: 左上:(a)bb モデル、右上:(b)compTT モデル、左下:(c)compTT + power-law モデル。

	disk	bb	bb			compTT				power-law		
モデル	T_{in}	norm	$kT \; (keV)$	norm	$T_0 \; (\mathrm{keV})$	$kT \ (keV)$	τ	norm	PhoIndex	$Flux^1$	χ^2 (d.o.f)	
(a)	-	-	2.393 ± 0.002	$1.472\ {\pm}0.001$	-	-	-	-	-	-	4100(67)	
(a')	1.77 (fixed)	$2400\ \pm 30$	$2.721\ {\pm}0.001$	0.916 ± 0.001	-	-	-	-	-	-	346(66)	
(b)	-	-	-	-	$1.80^{+0.04}_{-0.05}$	$3.39^{+0.12}_{-0.10}$	$2.97^{+0.22}_{-0.24}$	$8.3^{+0.7}_{-0.6}$	-	-	87(65)	
(c)	-	-	-	-	$1.66\substack{+0.18 \\ -0.10}$	$3.01\substack{+0.20\\-0.15}$	$3.91\substack{+0.69\\-0.53}$	10^{+1}_{-3}	$4.10^{+1.42}_{-2.47}$	401^{+404}_{-173}	65(63)	

表 5.6: 全時間積分での各七アルフィットのハフメー

NuSTAR の結果より、中性子星が bb モデルで再現できるとするとき、diskbb は 10 keV 以上にも寄与す ると考えられるため、PIN+GSO のデータでも (a) の bb モデルだけでは上手く再現できていないことが分 かる。NuSTAR の全時間積分のスペクトルを diskbb+bb でフィットしたときの *T_{in}* の値に固定した diskbb モデルを加えた (a') モデルでは、(a) の bb モデルだけに比べてスペクトルを再現できるようになった。し かし、降着円盤の最内縁温度 *T_{in}* は状態遷移や (b) で述べる逆コンプトン散乱の影響によって変化するた め、観測時期が違う NuSTAR 衛星の値に固定するだけでは十分に再現することができない。

(b)compTT モデルは上述の仮定のように、PIN+GSO データでは diskbb の寄与は無視できているよう であり、実際に (a) や (a') モデルでは再現できなかった低エネルギー側の再現ができるようになった。しか し、35 keV 以上の高エネルギー側は依然として再現できていないことが分かる。そこで、再現できていな い高エネルギー側を再現するために、ハードテールの成分として power-law のモデルを compTT に加えた (c) のモデルでフィッティングを行ったところ、35 keV 以上もよく再現できるようになった。

表 5.6 に各モデルでの best fit のパラメータの値を示しており、 χ^2 の値は compTT + power-law が一番良くなることが分かった。compTT に power-law を加えることで、 χ^2 がどれだけ向上するかの信頼度 水準を調べるために、2つのモデルにおける残差の分散が等しいのかを検定する F 検定を行うことで、2 つのモデルが等しい分散であるという仮説を何%の有意水準で棄却できないかを調べた。求めた χ^2 と自 由度 (87/65 と 65/63)の値を用いて、F 検定を実施すると、compTT と compTT+power-law のモデルの フィット結果の両者の残差に注意な改善が見られないという有意水準は 0.01%以下であった。そのため、35 keV 以上にはハードテールが存在している可能性が高く、全時間平均でのフラックスは、20-200 keV で $(2-8) \times 10^{-10}$ erg/cm²/s 程度であった。

5.2.4 状態遷移によるハードテールの変動

状態遷移によってハードテールが変動するのを調べるために、小節 5.1.1 で観測時間順につけた観測番号 ごとにスペクトル解析を行った。フィッティングに用いるモデルは、「すざく」衛星のエネルギー範囲でも 検証することができる compTT と power-law を用いている。ここで、GSO はほとんど有意な信号が検出さ れていないため、この小節では PIN で得られたスペクトルのみを用いている。また、観測番号ごとの解析 では、1 つのスペクトルの統計が悪くなっているため、power-law のべきが free のままではパラメータが定 まらないためまずはべきを 2.7 で固定して解析を行い、その後、PIN+GSO で求めたべきの最大値 5.52 と 最小値 1.63 に固定をした解析を行った。

まず、べきを 2.7 に固定したときの解析を行った。観測番号ごとのフィッティング結果を、表 5.11 にまと めた。No.12、14、16 については、観測時間が特に短く、統計が足らなかったためパラメータを制限するこ とができなかった。図 5.20 の青線は観測番号ごとの状態遷移によるフラックスの変動を示しており、ハー ドテールのフラックスの値を、HB→NB→FB に向かって左から並び替えたものである。

 $^{^{1}}$ Flux(20-200 keV)[10⁻¹²ergs/cm²/s]

		compTT				power-law	
観測番号	状態	$T_0 \; (\text{keV})$	$kT \; (\mathrm{keV})$	au	norm	Flux ¹	$\chi^2(d.o.f)$
1	NB	$1.8^{+0.2}_{-0.3}$	$3.3^{+0.4}_{-0.4}$	$3.2^{+1.0}_{-0.8}$	5^{+2}_{-1}	< 295	43(57)
2	NB	< 2.8	$2.9^{+0.1}_{-0.1}$	$4.2^{+1.1}_{-0.5}$	> 15	456^{+182}_{-188}	74(57)
3	NB	< 1.9	$3.8^{+0.3}_{-0.1}$	$5.1^{+0.9}_{-1.5}$	> 5	431^{+191}_{-212}	50(57)
4	NB	$1.8^{+0.2}_{-0.3}$	$3.3^{+0.8}_{-0.4}$	$3.3^{+1.0}_{-1.3}$	6^{+2}_{-2}	< 415	41(57)
5	HB	< 1.8	$2.8^{+0.2}_{-0.2}$	$5.2^{+1.5}_{-1.2}$	>7	522_{-441}^{+419}	67(57)
6	HB	< 2.0	$2.9^{+0.8}_{-0.2}$	$4.5^{+1.4}_{-2.0}$	> 5	76^{+233}_{-62}	43(57)
7	NB	< 1.9	$2.7^{+0.4}_{-0.1}$	$5.2^{+1.0}_{-1.1}$	> 6	402^{+234}_{-264}	80(57)
8	NB	< 2.5	$2.8^{+0.2}_{-0.2}$	$4.4^{+1.1}_{-1.1}$	> 5	< 476	41(57)
9	NB	< 1.6	$2.9^{+0.1}_{-0.1}$	$4.3_{-0.8}^{+0.7}$	> 6	347^{+187}_{-195}	68(57)
10	NB	< 1.9	$2.9^{+0.4}_{-0.2}$	$3.9^{+0.9}_{-1.1}$	> 6	< 295	65(57)
11	NB	< 1.7	$3.0^{+0.3}_{-0.2}$	$4.0^{+0.6}_{-0.7}$	> 5	< 308	75(57)
12	NB	-	-	-	-	-	-
13	\mathbf{FB}	< 1.7	$2.8^{+0.3}_{-0.1}$	$4.3_{-0.6}^{+0.6}$	> 9	< 299	63(57)
14	\mathbf{FB}	-	-	-	-	-	-
15	NB	< 1.9	$3.0^{+0.6}_{-0.2}$	$3.9^{+0.8}_{-1.3}$	> 5	289^{+214}_{-239}	55(57)
16	\mathbf{FB}	-	-	-	-	-	-
17	\mathbf{FB}	$1.5^{+0.5}_{-0.2}$	$3.0^{+0.2}_{-0.2}$	$3.7^{+0.5}_{-0.3}$	20^{+18}_{-4}	< 306	55(57)
18	NB	$1.9^{+0.2}_{-0.3}$	$3.2^{+0.6}_{-0.4}$	$3.2^{+1.5}_{-0.7}$	5^{+2}_{-1}	< 212	82(57)
19	NB	< 2.1	$2.9^{+1.7}_{-0.3}$	$4.6^{+1.8}_{-3.1}$	>4	502^{+278}_{-330}	62(57)
20	NB	< 1.8	$2.8^{+0.3}_{-0.2}$	$4.2^{+1.3}_{-1.1}$	> 5	< 581	55(57)
21	NB	< 2.1	$3.2^{+0.8}_{-0.5}$	$3.4^{+2.1}_{-1.4}$	> 3	< 390	42(57)
22	FB	< 2.1	$2.9^{+1.4}_{-0.3}$	$4.0^{+1.4}_{-2.4}$	> 5	< 646	50(57)
23	NB	< 1.8	$2.8^{+0.3}_{-0.2}$	$4.6^{+1.1}_{-1.1}$	> 6	< 469	61(57)
24	NB	< 2.0	$2.8^{+0.8}_{-0.2}$	$4.9^{+1.3}_{-2.3}$	>4	522^{+280}_{-334}	42(57)
25	NB	< 1.8	$2.9^{+0.6}_{-0.2}$	$4.1^{+1.0}_{-1.4}$	> 5	239^{+233}_{-239}	43(57)
26	NB	$1.9^{+0.1}_{-0.3}$	$3.5^{+2.4}_{-0.3}$	$2.5^{+1.9}_{-1.7}$	5^{+3}_{-2}	150^{+280}_{-150}	55(57)
27	NB	< 2.0	$3.1^{+1.1}_{-0.3}$	$3.9^{+1.4}_{-2.3}$	> 3	< 485	64(57)
28	\mathbf{FB}	< 1.7	$3.0^{+0.1}_{-0.1}$	$4.0_{-0.3}^{+0.5}$	> 20	< 337	83(57)
29	NB	< 1.9	$3.1_{-0.3}^{+0.8}$	$3.6^{+0.9}_{-1.5}$	>4	< 407	45(57)

表 5.7: 観測番号ごとの copmTT+power-law のパラメータ ($\Gamma = 2.7$ (fixed))。

観測番号ごとでフィッティングを行うと、統計が少ないためエラーが大きくなってしまうので、HB、NB、 FB ごとに時間を足し合わせたときのフィッティングも行い、そのパラメータを表 5.8 に示した。また、図 5.20 の赤線にそのフラックスを書き入れた。



図 5.19: PINのHB、NB、FBでの compTT + power-law のスペクトルフィット。

			compT	power-law			
状態	exposure(s)	$T_0 \; (\text{keV})$	$kT \; (\mathrm{keV})$	au	norm	Flux ¹	χ^2 (d.o.f)
HB	1308	< 1.7	$2.9^{+0.4}_{-0.2}$	$4.6_{-1.5}^{+0.9}$	11^{+500}_{-3}	631^{+338}_{-378}	83(57)
NB	23766	$1.70^{+0.06}_{-0.07}$	$3.12^{+0.12}_{-0.10}$	$3.6\substack{+0.3 \\ -0.3}$	$10^{+0.9}_{-0.8}$	289^{+98}_{-102}	82(57)
\mathbf{FB}	3983	$1.6^{+0.1}_{-0.2}$	$3.0^{+0.1}_{-0.1}$	$3.8^{+0.3}_{-0.4}$	17^{+4}_{-3}	< 281	71(57)

表 5.8: PIN の HB、NB、FB での copmTT+power-law のパラメータ ($\Gamma = 2.7 (fixed)$)。

 1 Flux(20-200 keV)[10⁻¹²ergs/cm²/s]



図 5.20: PIN での状態遷移によるハードテールのフラックスの変動。

HB と NB では、ハードテールの flux が 20-200 keV で ~2 ×10⁻¹² ergs/cm²/s 以上で、ハードテールが 観測されている可能性が高い。FB ではハードテールの flux が 0 になることも考えられ、ハードテールが観 測されていない可能性も否定できない。また、状態変化によってフラックスが変化せずに一定であると仮 定すると、その確率は 2.5%以下になる (χ^2 =7.7、dof = 2)。そのため、フラックスは HB→NB→FB に向 かって減少傾向である可能性が高い。しかし、フラックスがどの状態でも一定であるという仮定は 2.5%の 確率で起こりうるため、この仮定を棄却することはできない。HB、NB、FB の 3 つの状態に分けたときで も、HB の状態は他の状態に比べて観測時間が短いため、 T_0 の値が定まらないので他の状態に比べてフラッ クスのエラーが大きくなっている。そのため、ハードテールの状態遷移による議論をより詳細にするために は、より多くの HB の観測時間が必要になる。

同様に、power-law のべきを PIN と GSO の全時間積分の結果から求めた下限 1.63 とと上限 5.52 に固定 したときのハードテールの変動を調べた。図 5.21 に、HB、NB、FB ごとにべきを下限 1.63、上限 5.52 で のフラックスの値を示した。べきが上限でも下限でも、2.7 のときと同様の結果になり、フラックスが一定 になる可能性を否定することはできない。



図 5.21: 図 5.20 と同じ。power-law のべきの上限下限に固定した場合。

5.2.5 XIS+PIN+GSO によるハードテール成分の解析

ハードテールがソフトになりすぎると、低エネルギー側で降着円盤や中性子星からの寄与を上回ってしまうことが予想されるから、XIS を追加することでべきの上限をより制限できることが期待される。今回、XIS は 6 keV 以上のデータを用いることができるが、6-7 keV については鉄輝線の影響があるため除いている。XIS の領域では降着円盤の成分が無視できない可能性があるため、diskbb を含めた解析も行った。ただし、今回の「すざく」衛星の観測帯域では、diskbb からの寄与が少なかったため、「すざく」衛星のスペクトルだけでは diskbb の値が定まらなかった。そこで、(b) モデルとして MAXI 衛星による Sco X-1 の低エネルギー (0.8-20 keV) の解析結果を [32] で求まった diskbb の T_{in} の範囲に指定したフィッティングも行った。MAXI では T_{in} が 0.6-1.0 keV の範囲で変化していたため、この範囲に T_{in} を指定している。

(a) compTT+power-law

(b) diskbb+compTT+power-law (MAXIのT_{in}の範囲に指定)

図 5.22 に各モデルでのフィッティング結果と、表 5.9 にパラメータを示した。この結果 compTT と powerlaw の値は (a) でも (b) のモデルでもエラー内で一致していることが分かる。diskbb を入れることで、7 keV で全体の 1 %程度影響している降着円盤からの寄与を考慮することで、 χ^2 の値が少し良くなったと考えら る。XIS の 7 keV 以上だけでは、表 5.9 の power-law のべきの上限値に変化は見られなかった。



図 5.22: XIS+PIN+GSO でのフィッティング結果。左:(a)compTT+power-law モデル、 右:diskbb+compTT+power-law (MAXIの*T_{in}*の範囲指定)。

	diskbb		compTT				power	power-law	
モデル	T_{in}	$\operatorname{norm}(\times 10^5)$	$T_0 \; (\mathrm{keV})$	$kT \; (keV)$	au	norm	PhoIndex	$Flux^1$	χ^2 (d.o.f)
(a)	-	-	$1.75_{-0.10}^{+0.09}$	$3.0^{+0.2}_{-0.1}$	$3.8^{+0.4}_{-0.5}$	9^{+1}_{-1}	$4.8^{+0.3}_{-0.2}$	503^{+122}_{-149}	597(604)
(b)	$0.8 \pm \ 0.25$	$1.2^{+2.7}_{-0.6}$	$1.73\substack{+0.05\\-0.08}$	$3.1^{+0.1}_{-0.2}$	$3.6\substack{+0.2\\-0.4}$	10^{+1}_{-1}	$3.1^{+1.6}_{-2.1}$	$272\substack{+220 \\ -82}$	$593 \ (602)$

表 5.9: 全時間積分での XIS+PIN+GSO の各モデルフィットのパラメータ。

5.2.6 ハードテールのべきと norm の関係

power-law のべきを固定しなかったとき、その power-law のべきと norm の取り得る範囲を PIN のみ、 PIN+GSO、 XIS+PIN+GSO のそれぞれについて調べた。図 5.23 は HB、図 5.24 は NB、図 5.25 は FB の状態での χ^2 の分布である。これら図は、スペクトルフィットでの power-law のパラメータが、(x,y)= (PhoIndex, norm) である時の χ^2 の値を 3 次元的にプロットしたものである。(x,y)= (PhoIndex, norm) が 赤色で囲った領域にあるとき、スペクトルフィット結果がそれらのべきと norm で再現される確率は χ^2 の 変化が 2.3 であるため 30%で、緑色で囲った領域のときは χ^2 の変化が 4.61 であるため 10%、青色で囲っ た領域のときは χ^2 の変化が 9.21 であるため 1% であるということを意味している。また、それ以外の点 は 1%以下である。

図 5.23~図 5.25 より、HB、FB、NB の順にべきと norm のとる領域が制限されている。また、べきが ソフト (大) だと norm も大きい傾向にあり、これは 20 keV 近くで非常に明るい compTT 成分のごく一部 を power-law 成分と見なしているからである。一方、べきがハード (小) でも norm が大きくなりうるのは、 数 100 keV ののハード側では GSO の粗い統計でしか上限値が制限されないからである。HB/NB/FB の各 図を比較すると、30%の確率の時は HB から FB に向かって (PhoIndex, norm)=(高,高)→(高,中)→(free, 低) と変化している傾向が見られるが、10%や 1%の確率では一致しているため、完全に言い切ることはでき ない。しかし、PIN のみに比べて、GSO や XIS を加え広範囲のエネルギー帯の解析をすることによって、 べきと norm がとる範囲は絞られていることが分かる。それぞれの状態での観測時間は HB < FB < NB で

 $^{^{1}}$ Flux(20-200 keV)[10⁻¹² ergs/cm²/s]

あり、時間が長くなるにつれて領域をより制限できるため、より長い観測時間とエネルギー帯域での観測を 行うことができれば、より詳細に値を決めることができる。



図 5.23: HB:べき free にしたときの power-law の PhoIndex と norm の分布。



図 5.24: NB:べき free にしたときの power-law の PhoIndex と norm の分布。



図 5.25: FB:べき free にしたときの power-law のべきと norm の分布。

5.2.7 PIN+GSO による topFB の検証

RXTE 衛星で観測された Sco X-1 では、FB の中でも非常にハードな topFB と呼ばれる状態が報告され ている [14]。今回の「すざく」衛星では、RXTE 衛星で観測されたような topFB が観測されているのかの 検証を PIN+GSO で行った。topFB は FB の中でも特に ν の先端付近であるため、「すざく」衛星の FB の 中でも特に FB の先端にある時間帯を取り出し、ここではこの時間帯を topFB_suzaku とし、図 5.26 の、ラ イトカーブで赤丸で囲まれた時間帯と CCD 上の青色の時間帯である。



図 5.26: 「すざく」衛星で観測された FB の中でも特に高い時間帯。

ここで、RXTE で観測された topFB のべきは、1.4 程度であると報告されている [14]。そこで、RXTE

衛星のべきの 1.4 と、小節 5.2.3 で求めた「すざく」衛星で求めたのべきの下限である 1.63 の両方でフラックスの上限を求める。その結果、べき 1.4 の時のフラックスの上限は $560 \times 10^{-12} \text{ ergs/cm}^2/\text{s}$ (20-200 keV) で、。べき 1.63 の時はフラックスの上限は $530 \times 10^{-12} \text{ ergs/cm}^2/\text{s}$ (20-200 keV) になった。「すざく」衛星 で求まった topFB_suzaku でのフラックスの上限値は、RXTE 衛星で観測された topFB の約 0.2 倍程度で あり、RXTE 衛星で観測されたようなとてもハードな状態は観測されなかった。

compTT					power		
べき	$T_0 \; (\mathrm{keV})$	$kT \ (keV)$	au	norm	PhoIndex	Flux^1	χ^2 (d.o.f)
1.4	< 1.67	$2.9^{+0.2}_{-0.1}$	$4.2^{+0.4}_{-0.6}$	> 20	1.4(fixed)	< 555	64(64)
1.63	< 1.67	$2.9^{+0.2}_{-0.1}$	$4.2_{-0.5}^{+0.4}$	> 20	1.63(fixed)	< 529	64(64)

表 5.10: topFB_suzaku での power-law のべきを固定した時のパラメータ。

 $^{^{1}}$ Flux(20-200 keV)[10⁻¹²ergs/cm²/s]



図 5.27: 上段:「すざく」衛星での topFB の上限を示す *vFv* スペクトル。下段: RXTE 衛星の topFB[14]。

5.2.8 compTT+compPS モデルによるスペクトルフィット

上述のように、これまでは 35 keV 以上の熱的放射を卓越する非熱的放射を power-law モデルを使うこ とによって再現してきたが、この章では、compPS モデルを使うことによって非熱的放射の物理パラメー タを推定したい。compPS は power-law と異なり、種光子を温度を指定することができ、その種光子が周 辺の高温の物質によって逆コンプトン散乱しているとするモデルである。compTT に比べて種光子の数か ら放射領域のサイズを見積もることができる (ただし、 $\tau < 3$ でしか利用できない制限がある)。ここで、中 性子星からの放射された種光子が周辺の高温の電子によって逆コンプトン散乱したものがハードテールを 生成しているとして、PIN と GSO の全時間積分でフィッティングを行った。パラメータとしては、中性子 星からの黒体放射の温度 T_{BB} (keV)、周辺に存在する高温物質の温度 T_e (keV)、高温物質の光学的厚さ τ 、 normarization(norm) がある。このモデルは norm から中性子星の半径 R_{BB} を推定することができ、その 関係は norm= $(R_{BB})^2/(D_{10})^2$ と表すことができる。ここで、 D_{10} は地球から天体までの距離で単位は kpc である。

PIN と GSO 検出器での compTT+compPS モデルでのフィット結果を図 5.28 に示す。得られた norm より、種光子からの黒体放射は 1 ~ 10 km で起こっていると見積もられる。このサイズは中性子星の半径よりも小さいため、中性子星 (もしくは降着円盤)の放射が逆コンプトン散乱により、このハードテールを形成していると考えられる。



図 5.28: compTT+compPS モデルでの PIN+GSO の全時間積分のフィッティング。

compTT					compPS			
$T_0 \; (\mathrm{keV})$	$kT \; (\mathrm{keV})$	au	norm	$kT_{bb}(keV)$	$kT_e \ (keV)$	au	norm	χ^2 (d.o.f)
$1.65^{+0.04}_{-0.06}$	$3.0^{+0.1}_{-0.2}$	$3.9^{+11}_{-1.0}$	11^{+1}_{-1}	<i>T</i> ₀ と同じ値	< 140	$1.8^{+0.1}_{-1.5}$	12~1100	65(62)

表 5.11: compTT+compPS モデルでの PIN+GSO の全時間積分のフィッティングパラメータ

第6章 考察

NuSTAR 衛星と「すざく」衛星のスペクトルフィットの結果から放射領域について考察する。

今回の解析ではスペクトル上で観測される放射の成分として、降着円盤、中性子星表面、ハードテール の3成分を考慮した。それぞれを diskbb、compTT、compPS で再現することで、これらの放射半径 r を 求めることができる。diskbb や compPS の norm と半径には式 2.13 より norm= $(r/D_{10})^2$ という関係があ り、求まった norm から半径を求めることができる。ここで D_{10} は 10 kpc で規格化された地球から天体ま での距離である。また、compTT は式 2.15 と式 2.16 によって黒体放射源を求めることができる。

以下では NuSTAR 衛星により 30keV 以下で調べた (a)diskbb+bb モデルと (b)diskbb+compTT モデル の比較を行う。続いて「すざく」の ~10 keV 以上で検出された compPS の物理量についても考察する。

(a)diskbb+bb モデルから考えられる放射領域

表 5.2 の diskbb のフィット結果より、降着円盤の最内縁半径 r_{in} は、HB で ~11 km、NB で ~11 km、FB で ~8 km と求まった。中性子星の半径はおよそ 10 km であると考えられており、HB や NB は中性子 星とほぼ同じ半径であるが、FB は中性子星の半径よりも小さい半径であることが分かる。ここで diskbb は多温度の黒体放射、すなわち「外側の大きな半径+温度は低い」から「内側の小さな半径+温度は高い」 の足し合わせであること考えると、内側の小さな半径でかつ温度が高い領域は、diskbb つまり降着円盤の 一部に含めると不適切であることを示している。よって、この FB の diskbb の最内縁温度 T_{in} (表 5.2)の 成分は降着円盤ではなく、降着円盤よりも内側の中性子星、もしくは他で提唱されているようなアウトフ ローが光学的に厚くなったような放射が出していると考えられる。アウトフローとは放射圧によって物質が 吹き飛ばされる現象のことで他の LMXB の 4U 1608-522(atoll 天体) では観測データによって中性子星近傍 で起こっていると提唱されている [33]。

一方で、bb モデルで再現した中性子星表面からの放射は、HB や NB と比べて、FB のフラックスは 1/2 ~ 1/3 に減少している。これはアウトフローが盛んになり、図 6.1 のようにアウトフローによって中性子星 の表面が隠されてしまうため、中性子星からの放射の一部が隠されてしまったためと考えられる。



図 6.1: アウトフローによる放射の変化。左:HB、NBの想像図。右:FBの想像図。

(b)diskbb+compTT モデルから考えられる放射領域

表 5.3 の (b) の全時間積分での diskbb のフィット結果から降着円盤の最内縁半径は ~60 km、compTT の結果より中性子星からの黒体放射の半径は ~30 km と求まる。これは物理的な中性子星の半径より大き いため放射圧で吹き飛ばされた物質が半径 30km ぐらいの黒体放射を形成していると考えられ、そのときの 描像を図 6.2 に示す。中性子星表面で起こる核融合爆発である type-I バーストでも、このように放射体が 膨らむ現象が観測されている。エディントン限界光度に近い光度で輝いているため、Sco X-1 でも、その放 射圧によって中性子星表面からの放射体が膨らんでいると考えられる。

また、「すざく」の全時間積分のスペクトルでも中性子星からの放射を compTT でフィッティングを行っ ており、表 5.11 より放射半径は ~40 km と求まり、NuSTAR の結果と同程度となり矛盾していない。一方 で、compPS のパラメータに目を向けると、ハードテールの放射源は 0.1-10 km で放射していることが分 かった。ハードテールを作る種光子は 0.1-10 km と中性子星の半径よりも狭い領域から放射されているた め、中性子星 (もしくは降着円盤) の一部が逆コンプトン散乱散乱することでハードテールを形成している と考えられる。



図 6.2: (b) モデルのフィット結果から考えられる放射モデル。

次に、3 つの状態 (HB、NB、FB) による放射領域の変化について考える。表 5.4 で求めた NuSTAR の 各状態でのパラメータから求まる、diskbb および compTT の半径について表 6.1 にまとめた。

	diskbb	compTT
HB	$\sim 70 \text{ km}$	$\sim 50 \text{ km}$
NB	\sim 70 km	\sim 30 km
FB	$\sim 40~{\rm km}$	\sim 20 km

表 6.1: (b)diskbb+compTT モデルで求まる放射半径。

状態遷移による半径の変化は降着円盤の厚さが HB < NB < FB の順に大きくなっていると考えること で説明することができる。まず、HB と NB の変化の想像図を図 6.3 に示す。



図 6.3: (b) モデルのフィット結果から考えられる放射モデル。左:HB、右:NB。

先行研究より、Z 天体の質量降着率は状態遷移に依らずほぼ一定であると報告されている [34]。放射圧

は中性子星の面積によるので、質量降着率がほぼ等しいと考えると、降着円盤の厚さの薄い HB に比べて、 NB の方が中性子星の放射圧によって支えられる量が実効的に増える。そのため、NB の方が中性子星表面 に降着する物質が少なくなるため、compTT の光度が低くなっている。

一方、FB は NB よりもさらに円盤が厚くなっていると考えられる (図 6.4)。降着円盤が厚くなりすぎる と、円盤表面から放射されるはずだった光子は、円盤表面に届くまでの時間よりも中性子星に落ちるまで の時間の方が短くなるため、円盤表面に到達する前に中性子星に落ちてしまうと考えられる。表面に到達 する前に中性子星に落ちた光子は、降着円盤から落下した時のエネルギーと重力エネルギーを足し合わせ たエネルギーを持つため、円盤よりも内側で高い温度を持って放射されると考えられる。これは、5.2.2 節 の NuSTAR のスペクトルを diskbb + compTT モデルをフィットした際に議論した、FB の降着円盤の内 側 (高エネルギー側)の追加成分の存在も説明することができる。



図 6.4: (b) モデルのフィット結果から考えられる FB の放射モデル。

第7章 まとめ

本研究では、低質量 X 線連星の中でも、中性子星のエディントン限界光度 10³⁸ erg/s に近い光度をもつ Z 天体である Sco X-1 の物理描像を調べるために、「すざく」と NuSTAR の観測データを解析を行った。こ れらの衛星によってエネルギー分解能の良いスペクトルを取得することができ、Sco X-1 の放射は円盤から の放射と中性子星からの黒体放射及び逆コンプトン散乱で再現することができた。

Z 天体は、50 keV 以上で熱的放射を卓越するハードテールの検出が報告されているが、ハードテール のフラックスは小さく観測が難しい。そこで、X 線で全天で一番明るい Sco X-1 のハードテールが「すざ く」衛星でも観測されているのか検証を行った。「すざく」衛星の PIN と GSO の全時間積分スペクトルを、 compTT のみと compTT+power-law でフィットすることにより、35 keV 以上にはハードテールが存在し ている可能性が高く、そのフラックスは、20-200 keV で (2 – 8)×10⁻¹⁰ erg/cm²/s 程度であることが分かっ た。また、HB、NB、FB の状態ごとに分けたハードテールの解析では、フラックスは HB→NB→FB に向 かって減少傾向である可能性が高いが、2.5%以下の確率で 3 つの状態のフラックスは一定になりえるため 減少傾向であると言い切ることは難しい。より詳細なフラックスの決定にはより広帯域の観測と各状態で の十分な統計が必要になる。

また、NuSTAR 衛星と「すざく」衛星による3つの状態のスペクトルの比を比較を行った。その結果、 HB は NB に対して 7 keV 以下は一定の比を保ち、7 keV 以上では一定の割合で比の値が増加することが分 かった。また、FB は NB に対して 10 keV 以下では比の値が増加し、10 keV 以上は比の値が減少する傾向 があることが分かり、3keV を境に比の増加の傾きが変わっていた。そこで、NuSTAR で得られたスペクト ルを diskbb+bb モデルと diskbb+compTT モデルでフィットし、「すざく」と NuSTAR の状態遷移による スペクトルの比の変化が説明できるかの考察を行った。

diskbb+bb モデルでは3つのどの状態でも3 keV 付近に残差が残っており、3 keV で FB と NB のスペ クトルの比の傾きが変わることを踏まえると、diskbb と bb 以外の他の成分があると考える以外は説明が難 しことが分かった。一方、diskbb+compTT では3 keV 付近で diskbb から compTT に主要な放射モデル が変わることで、比の傾きが変わることを説明できた。このフィットの結果から、中性子星からの黒体放射 は中性子星の半径よりも大きくなるため、放射圧で吹き飛ばされた物質が黒体放射をしていると考えられ る。また、HB、NB、FB の状態遷移によるスペクトルの比の変化は、円盤が HB < NB < FB の順に厚く なることで、放射圧が実効的に増し中性子星表面に物質が落ちなくなることで説明できた。特に FB は円盤 が厚くなっており、円盤内側の光子が、円盤表面から放射するより前に中性子星に降着し、円盤の内側の高 温成分として追加されていると考えられる。この2つのモデルから、降着円盤の半径は中性子星の半径で ある 10 km に近い値と、それよりも大きな 60 km に近い値をとるものが考えられるが、どちらのモデルも 放射圧が影響していることを示唆している。
付録A

A.1 「すざく」衛星で観測された Sco X-1のカラーカラー図の時間変動

以下の図は、「すざく」衛星で観測された Sco X-1 のカラーカラー図上で、どのような時間遷移してい るのかを示している。各図の左上に書かれている番号は、観測番号 (観測時間順につけた番号 (小節 5.1.1)) で、赤線はその各観測番号の時間帯 (約 96 分) ごとのカラーカラー図上での変化を線で結んだものである。







図 A.1: 「すざく」衛星で観測されたカラーカラー図の時間変動。横軸:4-8 keV/0.2-2 keV、縦軸:15-20 keV/4-8 keV。

A.2 NuSTAR 衛星で観測された Sco X-1のカラーカラー図の時間変動



図 A.2: NuSTAR 衛星で観測された CCDs の時間変動。

A.3 NuSTAR 衛星の diskbb+bb モデルに追加で bbodyrad を入れた 結果

図 A.3 に NuSTAR 衛星のスペクトルを diskbb+bbodyrad+bbodyrad でフィッティングした時の結果を示した。その結果、diskbb+bb モデルでは再現できなかっら 3 keV 付近に残っていた構造を再現できており、 χ^2 の値は diskbb+compTT モデルでフィットしたときと同程度になった。



図 A.3: NuSTAR の diskbb+bb モデルに追加で bbodyrad を入れたフィット結果。左上:HB、右上:NB、左下:FB。

	diskbb		bbe	bbodyrad		bbodyrad		
状態	T_{in} (keV)	$\operatorname{norm}(\times 10^4)$	kT(keV)	$\operatorname{norm}(\times 10^3)$		kT(keV)	$\operatorname{norm}(\times 10^3)$	χ^2 (d.o.f)
HB	$0.60^{+0.16}_{-0.11}$	< 30	$1.25_{-0.04}^{+0.07}$	$6.0^{+1.0}_{-1.4}$		$2.59^{+0.05}_{-0.04}$	$2.1^{+0.3}_{-0.3}$	182 (165)
NB	$0.76^{+0.13}_{-0.10}$	$2.2^{+2.3}_{-1.1}$	$1.32^{+0.07}_{-0.05}$	$4.1^{+0.9}_{-1.4}$		$2.58^{+0.06}_{-0.05}$	$1.3^{+0.2}_{-0.2}$	200(165)
\mathbf{FB}	$0.92\substack{+0.16 \\ -0.75}$	$1.1^{+2.5}_{-0.6}$	$1.55\substack{+0.12 \\ -0.11}$	$2.8^{+1.0}_{-0.8}$		$2.7^{+0.2}_{-0.1}$	$1.1\substack{+0.6 \\ -0.5}$	$139\ (165)$

表 A.1: diskbb + bbodyrad + bbodyrad の best fit パラメータ。

謝辞

本論文を作成するにあたり、指導教官のひろたかさんには大変お世話になりました。物分かりの悪い私 を最後まで見捨てずご指導していただき、時には夜遅くまで一緒に残っていただいたこと本当にありがと うございました。ひろたかさんは学生思いの良い先生で、悩みを聞いてもらったり、熱心に指導をしていた だいたり、感謝の気持ちでいっぱいです。迷惑ばかりをかけてしまいましたが、先生の指導の下で Sco X-1 の研究ができたこと本当に嬉しく思っています。また、Sco X-1の共著者の皆様には、多くのコメント、ア ドバイスなどを丁寧にしていただき、Sco X-1の解析についてより深く考えることができました。ありがと うございました。

深沢先生にはドリフトセンサーの実験から天体の解析まで、様々なことに挑戦させていただきました。2 つの研究を同時に行うことは非常に大変で辛い時もありましたが、今はいろんな研究に携わりることがで きたことを良かったと思っています。ドリフトセンサーをこの研究室で扱うのは初めのことだったため、分 からないことが多く、悩んでいた私に、大杉先生は様々なアドバイスや相談などのご指導くださりました。 先生は私にとっての癒してあり、憧れでもありました。一緒に悩んで考えてくださり、ありがとうございま した。同じ研究室の大橋礼恵様をはじめとする M2 やお茶部屋の皆様には、いろいろな相談にのっていただ き、精神的な面で支えていただきました。辛い時も皆様とお話することで、楽しい時を過ごすことができま した。

多くの人に迷惑をかけ、助けられながらも、皆様のおかげで論文を書き上げることができました。本当 にありがとうございました。

関連図書

- [1] ASTRO-H 次期国際天文衛星 HP, http://astro-h.isas.jaxa.jp
- [2] Introduction of High-Energy Astrophysics, Stephan Rosswog, 2011
- [3] Demorest et al., Nature 467 (2010) 1081
- [4] 宇宙科学研究所 HP, http://www.isas.jaxa.jp/home/ttamura/classroom/main/ns/
- [5] ブラックホール天文学, 嶺重 慎, 2016
- [6] ブラックホール天文学入門, 嶺重 慎, 2005
- [7] Kubota, A., et al., 1998, PASJ, 50, 667
- [8] Hasinger, G., 1989, A&A, 225, 79
- [9] Paizis, A., et al. 2006, A&A, 459,187
- [10] 輝くブラックホール降着円盤, 福江 純, 2007
- [11] Mitsuda, K., et al. 1984, PASJ, 36, 741
- [12] Done, C., Gierlinski, M., Kubota, A. 2007, A&ARv, 15, 1
- [13] Shakura, Sunyaev. 1973, A&A, 24, 337
- [14] Titarchuk, L., 1994, ApJ, 434, 313
- [15] Jan van Paradijs, X-Ray Spectroscopy in Astrophysics, 1997
- [16] Fomalont, E. B., et al., 2001a, ApJ, 553, L27
- [17] T. Di Salvo, et al. 2006, ApJ, 649, L91-L94
- [18] L. Titarchuk, et al. 2014, ApJ, 789, 98
- [19] 宇宙科学研究所 HP, http://www.isas.jaxa.jp/missions/spacecraft/others/suzaku.html
- [20] NASA HP, http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/rosat/gallery/misc_saad.html
- [21] すざく衛星の概要と搭載機器,http://www.astro.isas.ac.jp/suzaku/overview
- [22] 宇宙航空研究開発機構 (JAXA) HP, http://www.jaxa.jp/article/special/astro

- [23] 北村唯子,修士論文,「すざく」衛星を用いた共生 X 線連星の質量降着流の放射領域の研究, 2013
- [24] NASA HP, https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/prop_tools/suzaku_td/node9.html
- [25] 宇宙科学研究所 HP, http://www.isas.jaxa.jp/j/special/2008/suzaku/19.shtml
- [26] 玉川高エネルギー宇宙物理研究室 HP, http://cosmic.riken.jp/suzaku/help/guide/fstep_web/node4.html
- [27] NuSTAR HP, https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/nustar/
- [28] NuSTAR HP, http://www.nustar.caltech.edu/page/optics
- [29] SPring-8 HP, https://user.spring8.or.jp/sp8info/?p=32246
- [30] TheNuSTARDataAnalysisSoftwareGuide, http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/nustar/analysis/nustar_swguide.pdf
- [31] Brian W. Grefenstette, 2016, ApJ, 826, 20 (11pp)
- [32] 佐々木将軍,修士論文「MAXI を用いた Sco X-1 の状態遷移の観測」,2014
- [33] Takahashi H. et al. 2011 ApJ, 738, 62
- [34] Dacheng Lin,, et al. 2009, ApJ, 696, 1257