

すざく衛星搭載
軟 線観測装置WAMによる
地食観測データ解析システムの立ち上げ

浅野 哲也

広島大学大学院理学研究科物理科学専攻

M052816

高エネルギー宇宙・素粒子実験研究室

2007年 2月9日

概要

X線天文衛星すざくに搭載されている Wideband All-sky Monitor(WAM)は、広くて厚いBGOと光電子増倍管から構成され、Hard X-ray Detector(HXD)のアクティブシールドとして設計された。WAMは、各面につき 800 cm^2 の有効面積を持ち、ほぼ全天を観測することができるため、トランジェント天体の地食観測に適している。

地食観測とは、観測衛星が地球を回る際、衛星から見て天体が地球によって隠れる前後、または地球の影から現れる前後のカウントの差を観測することで天体の明るさを測定するという解析方法である。全天を観測できるWAMにとって、この解析方法は、天体の長期モニター観測に適している。本研究の目的は、WAMを用いた地食観測データ解析手法の立ち上げとともに、銀河系内の明るい天体であるブラックホール天体を地食観測によって毎日連続的に硬X線でモニターし、硬X線の時間変動の様子を明らかにすることである。

まず、定常的に明るい天体かに星雲とブラックホール天体Cyg X-1のWAMによる地食観測を行なった結果、両天体ともに約 $50\text{--}400\text{ keV}$ の領域で検出されていることを確認した。図1から、かに星雲が、衛星から見て地球の影にかくれたときの、明るさの変化がわかる。

つぎに、地食によるカウントモニターの評価を行なうプロセスを立ち上げ、約1年分のライトカーブを作成し、スペクトルの作成にも成功した。図2に、基準光源であるかに星雲のスペクトルを示す。そして、WAMのレスポンスを適用し、スペクトルフィットを行なったところ $E^{-(2.06\pm 0.103)}$ のべき型関数で良く合い、過去の結果とも合っていた。また、得られるフラックスがどれくらい一定になるのかを評価した。その結果、悪い条件を除けば、 $\pm 30\%$ の不定性であることがわかり、現状のレスポンスの評価が得られた。そして、レスポンスの評価をふまえたトランジェント天体Cyg X-1の地食観測による約1年の長期間モニターの結果から、ライトカーブ、スペクトルの時間変動等についての解析を行なった。

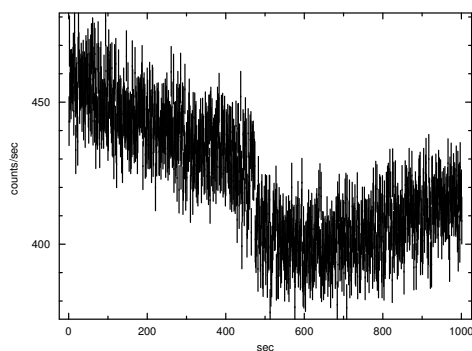


図1: かに星雲の地食によるカウントの減少
約 $70\text{--}110\text{ keV}$ のライトカーブ

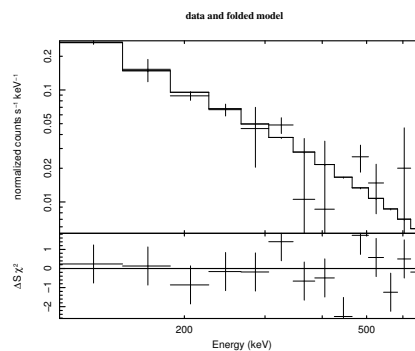


図2: かに星雲 $100\text{--}700\text{ keV}$ のスペクトル

目次

第1章	序論	6
1.1	X線天文衛星すざくの概要	6
1.2	硬X線検出器 HXD-II	7
1.2.1	センサ部の構成	7
1.2.2	Well 検出器ユニットの概要	8
1.2.3	WAM(Anti 検出器ユニット)の概要	8
1.3	WAMの観測対象	11
1.3.1	ブラックホール連星	11
1.3.2	銀河中心の巨大質量ブラックホール(活動銀河核)	14
1.3.3	かに星雲や明るいパルサー	14
1.3.4	ガンマ線バースト(GRB)	16
1.4	本研究の目的	16
第2章	WAMによる地食観測	18
2.1	地食観測	18
2.2	過去の地食観測について	19
2.2.1	BATSE(The Burst And Transient Source Experiment)	19
2.2.2	BATSEによる地食観測の成果	19
2.3	WAMと他の衛星の比較	24
第3章	WAMによるかに星雲の地食観測	25
3.1	かに星雲を地食観測する目的	25
3.2	解析に用いたデータ	25
3.3	解析手順	26
3.4	ライトカーブ	26
3.4.1	フィッティングによるステップカウントの導出	29
3.4.2	地食観測による長期間ライトカーブ	31
3.5	レスポンスを考慮したライトカーブの導出	33
3.5.1	有効面積	33
3.5.2	有効面積でライトカーブをキャリブレーション	35
3.5.3	モデルフィットによる flux の導出	38
3.6	スペクトル	40
3.7	まとめ	42
第4章	CygX-1 とその他の天体の地食観測	43
4.1	CygX-1、その他の天体を地食観測する目的	43
4.2	ブラックホール天体 CygX-1 の地食観測	43
4.3	その他の天体の地食観測	46

4.3.1	検出の不定性	48
4.4	まとめ	49
第5章	まとめと今後	50
5.1	まとめ	50
5.2	今後	50

目 次

1	かに星雲の地食によるカウントの減少 約 70–110 keV のライトカーブ	1
2	かに星雲 100–700 keV のスペクトル	1
1.1	すざく衛星の概念図	6
1.2	HXD 検出器の概念図。左は垂直断面図、右は上から見た図。	8
1.3	ブラックホール連星の明るさの変動を示すライトカーブ	11
1.4	様々な状態の降着円盤	12
1.5	降着円盤からの放射の様子	12
1.6	ブラックホール連星のスペクトル	13
1.7	かに星雲中のパルサーを取り巻く降着円盤と双極流 :X 線	15
1.8	INTEGRAL で観測されたかに星雲のスペクトル [8]	15
1.9	GRB の火の玉モデル	17
2.1	明るい天体の地食によるカウントレートの変化	18
2.2	CGRO 衛星	19
2.3	BATSE	19
2.4	BATSE で観測された CygnusX-1 のライトカーブ (TJD=day) [5]	20
2.5	図 2.4 のそれぞれの期間 (b1,b2,b3,b4) に対応するスペクトル [5]	20
2.6	BATSE で観測された J0422+32 のライトカーブ (TJD 8800–9050)	21
2.7	BATSE で観測された J0422+32 のスペクトル	21
2.8	ASCA、RXTE、CGRO/OSSE で観測された CygnusX-1 のスペクトル	22
2.9	CGRO 衛星で観測された X 線ハードテール	22
2.10	SIGMA で観測された 1E 1740.7–2942 の 511 keV line [7]	23
2.11	検出器の有効面積	24
3.1	衛星基準の角度	25
3.2	WAM0 面、2 ch のライトカーブ	27
3.3	WAM0 面、2 ch のライトカーブ	27
3.4	2–11 ch のライトカーブ	28
3.5	フィッティングに用いた関数とそのパラメータ (左 地食 in、右 地食 out)	30
3.6	地食フィッティング OK	31
3.7	地食フィッティング 暗い	31
3.8	地食フィッティング バックグラウンド	31
3.9	かに星雲 2 ch(60–100 keV) 約 400 日間ライトカーブ 左から WAM0,1,3 面	31
3.10	かに星雲 5 ch(180–210 keV) 約 400 日間ライトカーブ 左から WAM0,1,3 面	32
3.11	かに星雲 8 ch(290–330 keV) 約 400 日間ライトカーブ 左から WAM0,1,3 面	32
3.12	有効面積 左から WAM0,1,3 面	33
3.13	かに星雲に対する WAM の有効面積の変化 左から WAM0.1,3 面	33
3.14	2 ch の有効面積の頻度分布 左から WAM0,1,3 面	34

3.15	2 ch(60–100 keV) の有効面積に対するカウントレート 左から WAM0,1,3 面	34
3.16	5 ch(180–210 keV) の有効面積に対するカウントレート 左から WAM0,1,3 面	34
3.17	2 ch(60–100 keV) の有効面積でキャリブレーションしたライトカーブ	35
3.18	5 ch(180–210 keV) の有効面積でキャリブレーションしたライトカーブ	35
3.19	8 ch(290–330 keV) の有効面積でキャリブレーションした	35
3.20	各 ch の count/cm ² /sec 比較	36
3.21	count/cm ² /sec の角度依存 2 ch(60–100 keV) WAM0,1,3 面	37
3.22	count/cm ² /sec の角度依存 5 ch(180–210 keV) 左から WAM0,1,3 面	37
3.23	count/cm ² /sec の角度依存 8 ch(180–210 keV) 左から WAM0,1,3 面	37
3.24	100–500 keV のライトカーブ 左から WAM0,1,3 面	38
3.25	100–500 keV の flux の角度依存 左から WAM0,1,3 面	38
3.26	100–500 keV での flux の頻度分布 左から WAM0,1,3 面	39
3.27	WAM の地食観測によるかに星雲のスペクトル	40
3.28	WAM0 面の地食観測によるかに星雲のスペクトル 30 日分のデータ	41
4.1	WAM0 面 2 ch(60–100 keV) の明るいライトカーブ	44
4.2	CygX–1 の 100–500 keV の約 400 日間のライトカーブ	44
4.3	CygX–1 のスペクトル	45
4.4	かに星雲のスペクトル	46
4.5	CygX–1 のスペクトル	46
4.6	Cen_A のスペクトル	46
4.7	GRO_1655–40 のスペクトル	46
4.8	GRS1915+105 のスペクトル	47
4.9	IGRJ16195–4945 のスペクトル	47
4.10	lockmanhole のスペクトル	48

表 目 次

1.1	HXD の基本性能	7
1.2	WAM の検出器ユニット 1 本の構成。(Configuration of a single Anti counter unit)	9
1.3	TH チャンネル、ADC チャンネルのエネルギー領域	9
1.4	WAM データの特徴 (GRB データと TRN データ)	10
1.5	かに星雲のスペクトルフィッティングパラメータ	15
2.1	BATSE の性能	19
2.2	最近の全天 X 線モニターの性能 (1)	24
2.3	最近の全天 X 線モニターの性能 (2)	24
3.1	WAM 各面、各チャンネルの平均と分散	36
3.2	かに星雲のスペクトルフィッティングパラメータ	40
3.3	かに星雲のスペクトルフィッティングパラメータ 30 日分のデータ	41
4.1	かに星雲と CygX-1 の分散の比較	45
4.2	CygX-1 のスペクトルフィッティングパラメータ 20 日分のデータ	45
4.3	スペクトルフィッティングパラメータ	47
4.4	スペクトルフィッティングパラメータ	48

第1章 序論

1.1 X線天文衛星すざくの概要

『すざく』(Astro-E2)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、我が国5番目のX線天文衛星として、2005年7月10日に打ち上げられた。その概念図を図1.1に示す。衛星はJAXAのM-V-6号ロケットにより、近地点高度250 km、遠地点高度550 kmの楕円軌道に投入、その後、搭載二次推進系により、高度約550 kmの略円軌道へ修正され、約96分で地球を一周する。『すざく』は直径2.1 m、全長6.5 m(軌道上で鏡筒伸展後)の大きさを持ち、太陽パドルを広げると5.4 mの幅になる。衛星の重量は1700 kgにもなり、日本の科学衛星としては、これまでにない大型衛星となる。2000年2月、打ち上げロケットの不具合によって軌道投入できなかったAstro-E衛星の再挑戦をかけたミッションである。

すざく衛星は、多種多様なX線源に対し、広いエネルギー領域において、これまでにない精密な分光観測をおこなうことを目的とする。これにより、宇宙の大規模構造、銀河団の進化、活動銀河の進化、宇宙の重元素の進化等の解明を目指す。

すざくには、X線天文衛星あすかの性能をさらに向上させたX線反射望遠鏡(XRT)が5台搭載され、それらのうち4台の焦点面にはX線CCDカメラ(XIS)が、1台の焦点面には高精度X線分光装置(XRS)がおかれる。これらの観測装置は、およそ0.5から10 keVのエネルギー領域のX線を観測する。しかし、XRSは故障により動かなくなってしまった。また、これらと同時に各X線源からの硬X線(約10 - 700 keV)をこれまでにない感度で観測する硬X線検出器(HXD)が搭載される。

これらの検出器を備えたすざく衛星は、広い波長帯にわたってすぐれた分光性能を持つ大型高性能X線天文台となる。XISとHXDを用い、広い波長域にわたった精度の高い連続スペクトルを得ることができ、それによって宇宙での粒子加速の現状を捉えたり、遠方の銀河の中心に隠れたブラックホールを見い出すことが期待される。

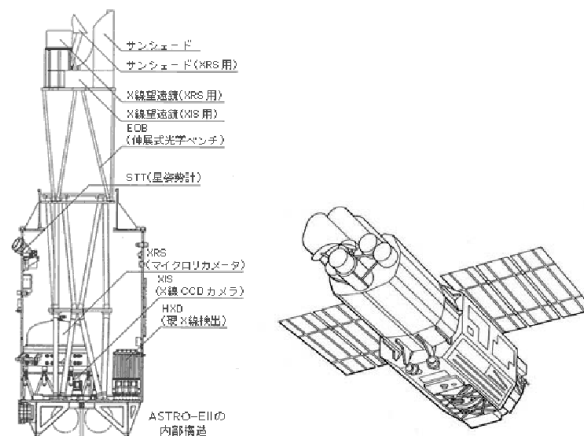


図 1.1: すざく衛星の概念図

1.2 硬 X 線検出器 HXD-II

HXD(Hard X-ray Detector:硬 X 線検出器)は、すざく衛星のミッション機器の1つであり、X 線反射鏡を用いない非イメージング装置として、宇宙硬 X 線の観測を行なう。HXD は表 1.1 のような基本性能をもち、その特徴は以下のようにまとめられる。

1. 気球実験で開発された井戸型複眼フォスウィッチ結晶シンチレータを基本とし、さらにシリコン PIN フォトダイオードを加えることで、10 – 600 keV という広帯域を実現する。
2. 井戸型複眼フォスウィッチ構成およびアンチカウンターにより超低バックグラウンドを実現している。そのため、特にエネルギー 10 – 200 keV 付近では、過去のいかなる宇宙 X 線バックグラウンド装置より高い検出感度を持つ。
3. デッドタイムを減らす設計とデッドタイムの正確な計測により、高いバックグラウンド環境でも微弱な宇宙 X 線を観測でき、また『かに星雲』の数倍の明るい天体も観測できる。
4. すぐれた時間分解能と信頼度の高い時刻づけ機能をもつ。
5. 大面積のアンチカウンターは、ガンマ線バーストの検出器を兼ねるとともに、地食観測を用いて、明るい X 線源の長時間モニターや、X 線新星の発見に利用できる。

表 1.1: HXD の基本性能

エネルギー領域	10 ~ 600 keV
エネルギー分解能	~10% @ 662 keV、~ 3.0 keV(FWHM)@10 – 60 keV
有効面積	160 cm ² (@15 keV)、300 cm ² (@120 keV)
視野	0°.56 × 0°.56(< 100 keV)、4°.6 × 4°.6(> 200 keV)
background rate	~ (1 – 5) × 10 ⁻⁵ c sec ⁻¹ cm ⁻¹ keV ⁻¹
時間分解能	通常 61 μsec(30.5 μsec on condition)

1.2.1 センサ部の構成

HXD 装置のセンサ部の概念図を図 1.2 に示す。観測対象からの X 線は、HXD の中央部に配置された 16 ユニットの Well 検出器により検出される。各ユニットは、4°.6 × 4°.6 (FWHM) の絞られた視野を持ち、フォスウィッチ型の低バックグラウンド硬 X 線検出器として独立に働く。それらを 4 × 4 のマトリックス状に複眼配置することで、大きな有効面積を達成するとともに、ユニット間の反同時計数によりバックグラウンドをさらに除去できる。こうした複眼配置は、デッドタイムを減らす上でも有効である。

Well 検出器どうしの反同時計数では、周辺のユニットのシールドが甘くなってしまう。そこで Well 検出器の周辺をさらに、シールド用の 20 ユニットの Anti 検出器で取り囲む。

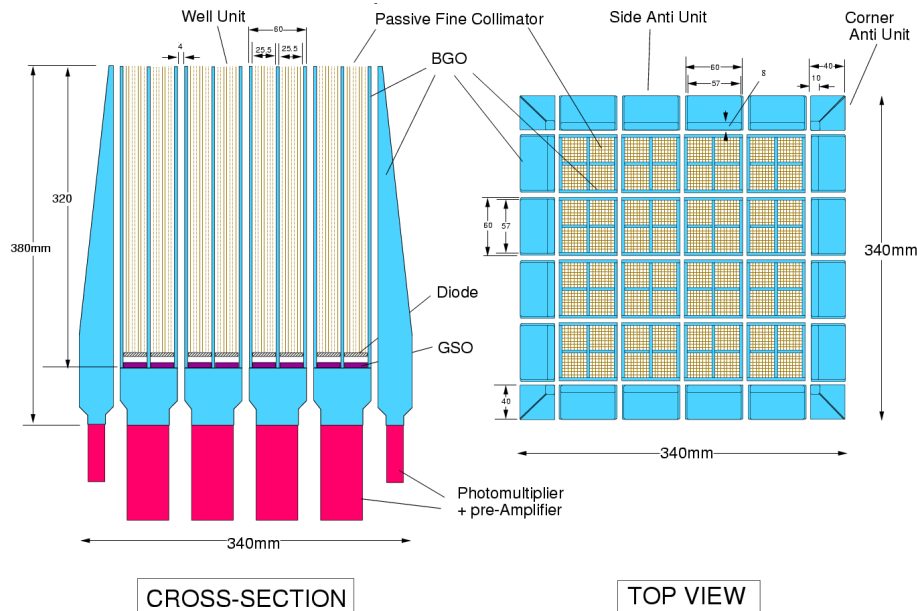


図 1.2: HXD 検出器の概念図。左は垂直断面図、右は上から見た図。

1.2.2 Well 検出器ユニットの概要

Well 検出器は観測対象からの X 線を検出する主検出器であり、16 本のユニットは同等である。1 本の Well 検出器ユニットは約 4.63kg の重量を持つ。

Well 検出器の重量の大部分を占めるのは、BGO 結晶による放射線アクティブシールド部であり、これはボトム部と 4 分割の断面を持つ細長い井戸 (Well) 部とから成る。BGO の作る 4 本の井戸のそれぞれの底には、シリコン PIN 型フォトダイオードを用いた半導体検出器 (以後 PIN 検出器) と、5 mm 厚の GSO 結晶シンチレータとが、縦積みで置かれる。PIN 検出器と GSO は、信号の入射するわずかな開口角を除き、BGO により厚くシールドされる。低エネルギーの X 線は PIN 検出器により検出され、高エネルギーの X 線は、半導体を通過して GSO により検出され、信号は、フォスウィッチカウンターと PIN 検出器に分かれて出てくる。

1.2.3 WAM(Anti 検出器ユニット) の概要

検出器

WAM は表 1.2 のように、BGO 結晶シンチレータとフォトチューブ (Hamamatsu R3998-01MOD) を組み合わせた検出器で、4 隅に置かれる 4 本のコーナー型ユニット (重量 2.87 kg) と、それ以外の 16 本のサイド型ユニット (重量 4.32 kg) がある。

WAM は大面積で厚い硬 X 線 Anti 検出器である。WAM の最も重要な任務は、メイン検出器 HXD (PIN ダイオード、GSO) のバックグラウンド除去である。WAM は 2π str の広い視野を持ち、一面につき 800 cm^2 の広い有効面積を持つため、ガンマ線バースト (GRB) や太陽フレア、明るい X 線トランジェント天体の地食観測のための全天モニターとして利用することができる。ただし、WAM はコリメータをもたず、全方向からの放射線に感度を持つため、非常にバックグラウンドが高い。WAM のエネルギー帯域は 50–5000keV と広い。さらに、1 MeV においてさえ 400 cm^2 という大きな有効面積を誇る。そのため、

GRBのMeV領域における高エネルギー放射のスタディが可能となり、シンクロトロン放射の300keVを超えるピークエネルギーを決定することができる。

HXDのデータは1日5回、すざくが日本の内之浦宇宙センター(USC)の上空を通過するときに地上に落とされる。それゆえ、GRBに対しての速報性はSwiftやHETE2ほど早くない。しかしGRBの位置情報は、WAMの4面で得たカウントレートの差やIPNから可能なかぎり早く得られる。

表 1.2: WAMの検出器ユニット1本の構成。(Configuration of a single Anti counter unit)

part/function	component
Radiation detection	BGO crystal scintillator(Top) BGO crystal scintillator(Bottom)
Scintillation conversion	phototube R3998-01MOD
Front-end electronics	photontube bleeder emitter follower

WAMのデータタイプ

WAMのデータには2種類ある。1つはトランジェントデータ(TRNデータ)、もう1つはガンマ線バーストデータ(GRBデータ)である。GRBデータは、機上でGRBトリガーがかかったときのみ取得される。対してTRNデータは毎秒取得され続けている。

GRBライトカーブは、GRBデータのタイムヒストリ(TH)データで得られ、4つのエネルギーチャンネルしかないが時間分解能は1/32sと高い。THチャンネル(TH0、1、2、3)に対応するエネルギーレンジは、表 1.3 に記されているように大きく定められている。TRNデータもエネルギーレンジはGRBデータとほぼ同じであるが、TRNライトカーブは55チャンネルある。2006年2月16日現在のTRNデータのチャンネルとエネルギーの対応を表 1.3 に示す。55チャンネルのエネルギースペクトルは、GRBデータとTRNデータのパルスハイト(PH)データから得られる。

これらのライトカーブとエネルギースペクトルはweb pageに公開される。112s秒以上の継続時間のGRBとトリガーにかからなかったGRBのために、TRNデータはWAMチームによって主に解析される。GRBデータとTRNデータの特徴を表 1.4 に示す。

表 1.3: THチャンネル、ADCチャンネルのエネルギー領域

	エネルギー範囲	ADC channel
TH0	50–110 keV	1,2
TH1	110–240 keV	3 – 6
TH2	240–520 keV	7 – 14
TH3	520–5000 keV	15 – 55

WAMの現在のキャリブレーションステータス

我々は検出器を通して天体からのガンマ線、X線のエネルギーなどを知ることができる。よって観測されたエネルギースペクトルには必ず検出器固有の応答が現れる。これは検出

表 1.4: WAM データの特徴 (GRB データと TRN データ)

	Energy channel	Time resolution	Time coverage	Purpose
GRB	4 ch	1/32 s (TH: Time History)	128 s (16 s before and 112 s after the trigger)	GRB
TRN	55 ch	1 s (PH: Pulse Height)	Always transferred to the telemetry every 1 s	monitor for background and transient phenomena

器の形、ガンマ線の入射角度、入射位置、エネルギーなどに依存する。実際のデータ解析の際には、検出器固有の応答を考慮して本来の天体のスペクトルを求めるときにレスポンスを用いる。

現在のレスポンスのキャリブレーションステータスを以下に述べる。

- ・100 keV 以下では、常に >50 % の放射線の吸収率の不定性がある。この不定性は、WAM への放射線の入射角度に依らないので、HXD 単体の構造に起因していると考えられる。つまり、検出器の構造が複雑なため、BGO 周辺物質の影響を完全にはキャリブレーションできていない。

- ・100 keV 以上では、角度に依存した 10–40 % の放射線の吸収率の不定性がある。この不定性は、すざく衛星の構造に起因していると考えられる。HXD–WAM は、図 1.1 にあるように衛星内部に搭載されている。現在、HXD 周辺部にある様々な電子機器による吸収を完全にはキャリブレーションできていない。

天体のデータ解析では、この不定性を考慮する必要がある。

1.3 WAMの観測対象

ここでは、WAMの観測対象であるブラックホール連星と活動銀河核とガンマ線バーストについて紹介する。ブラックホール天体、活動銀河核の観測には、§2.1で説明する地食観測という解析技術が用いられる。一方、天空で最も明るい高エネルギー現象であるガンマ線バーストの観測は、地食観測でなくても十分見える。

1.3.1 ブラックホール連星

星が重力崩壊を起こしたあとで超新星爆発が起こるが、星の持っていた質量によって爆発後の星の進化の様子に違いが現れてくる。30 M_{\odot} 以下のものは、白色矮星や中性子星になり30 M_{\odot} 以上の星はブラックホールになる。単独のブラックホールはほとんど光っていないが、ブラックホールが通常の星と連星系を成している時は相手の星の物質がブラックホールの重力につかまって落ちていき、降着円盤が形成される。そして降着円盤内の物質が中心に向かってゆっくりと落ちていくときに解放される重力エネルギーを電磁放射を通して観測することができる。

ブラックホール連星は明るさが大きく変動するものが多く、そのためトランジェント天体の1つとなっている。こうしたブラックホール連星は、数100 keVのエネルギー帯では、全天で最も明るい天体であり、WAMの重要な観測対象である。明るさの変動の例を図1.3に示す。

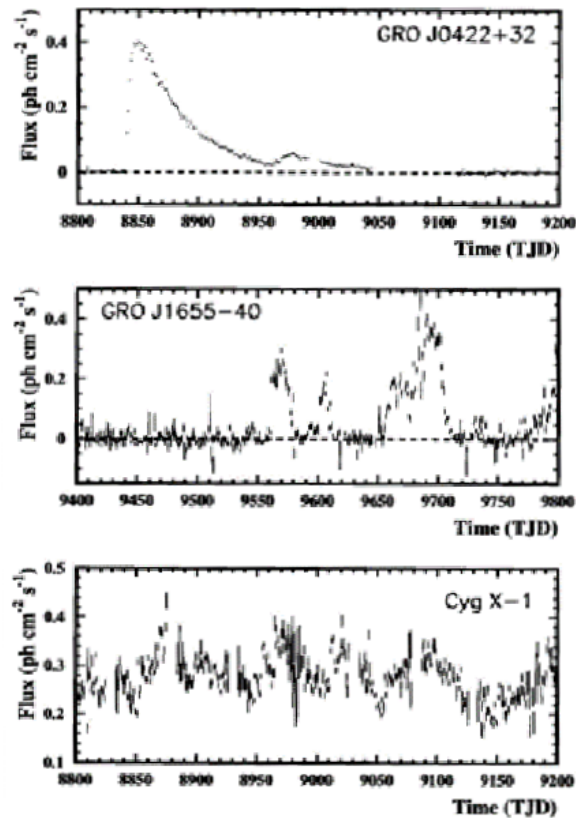


図 1.3: ブラックホール連星の明るさの変動を示すライトカーブ

ブラックホール連星の X 線放射スペクトルの特徴

多くのブラックホール連星は low/hard state と high/soft state という 2 つの異なったスペクトル状態をとることが知られている。さらに「ぎんが」衛星や RXTE 衛星によって、very high state や extreme soft state などの新たな状態が見つかった。様々な状態のときの降着円盤の様子を図 1.4 に、降着円盤からの放射の様子を図 1.5 に、一般的なスペクトルの例を図 1.6 に示す。ブラックホール連星が、なぜ種々の状態になるかの詳細は未だわかっていない。

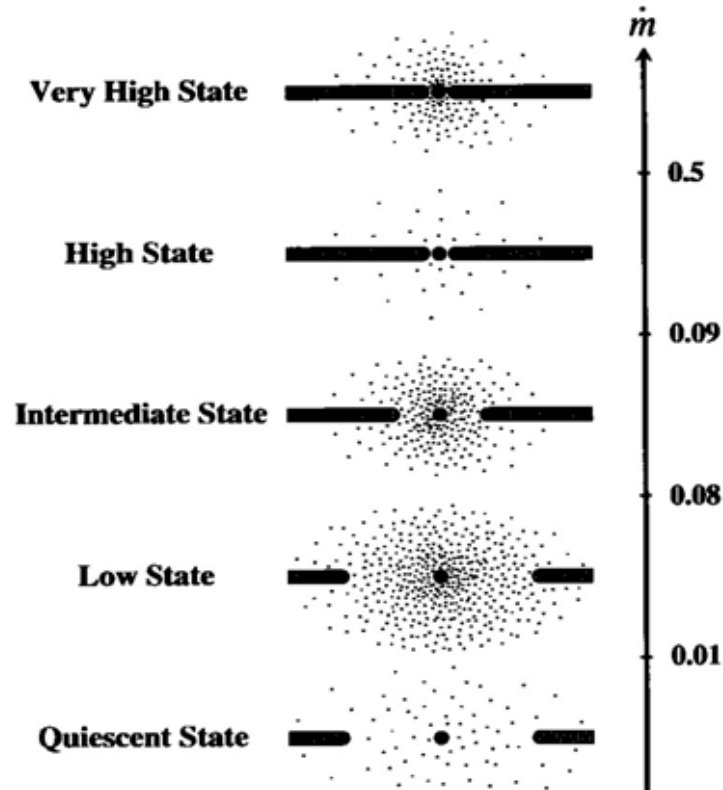


図 1.4: 様々な状態の降着円盤

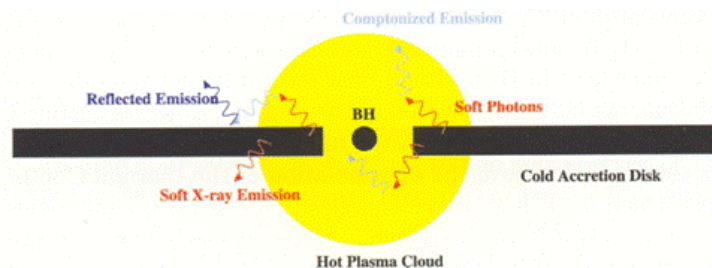


図 1.5: 降着円盤からの放射の様子

low/hard state

X 線光度が低いときによく観測されることから、相手の星からの質量降着率が小さいときに起こると考えられている。このときブラックホールから離れたところに光学的に厚く

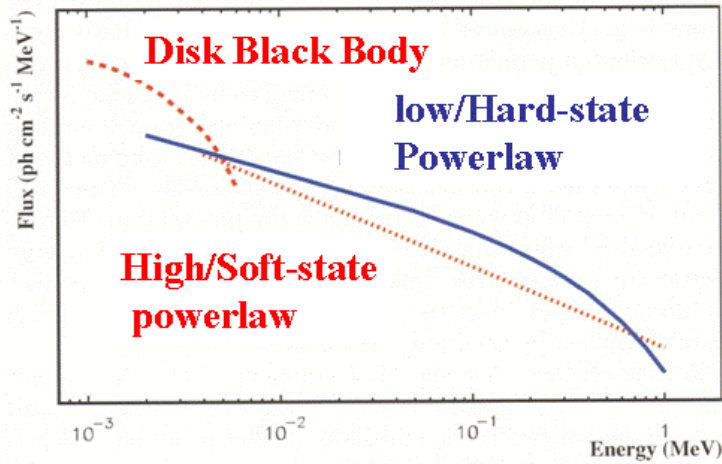


図 1.6: ブラックホール連星のスペクトル

幾何学的に薄いディスクがあり、その内側は光学的に薄いプラズマのような状態になっていると考えられている。

low/hard state のスペクトルは単一の power-law モデルに星間吸収を表す wabs モデルをかけたもので再現される。単一の power-law のスペクトルは次のように表わされる。

$$A(E) = KE^{-\alpha}$$

α は、photon index、 K は normalization と呼ばれる。low/hard state の典型的なべき (photon index) は 1.4–1.7 である。また、スペクトルは high/soft state と比べて数 10 keV で明るい、100 keV 付近でカットオフを持つ。カットオフエネルギーは、高温プラズマの温度を反映していると考えられている。さらに 1 MeV まで伸びるハードテールの観測例もある。

high/soft state

質量降着率が高いときは high/soft state と呼ばれ、光学的に厚く幾何学的に薄い降着円盤が、ブラックホール近傍まで形成されていると考えられている。このとき観測されるスペクトルは soft 成分と hard 成分から成る。soft 成分は降着円盤からの熱的な放射と考えられている (Makishima et al. 1986)。一方、hard 成分の起源はよく分かっていないが、ブラックホールのまわりがあるとされる薄い超高温プラズマによって soft 成分の一部が逆コンプトン散乱したものではないかと考えられている。

hard 成分も low/hard state と同様に power-law でほぼ表されるが、そのべきは low/hard state のものよりも大きく 2–2.5 である。スペクトルは、low/hard state と比べて 10 keV 以上で暗いが、カットオフが見つからない。

ジェット

ブラックホール近傍では、電子と陽電子が盛んに対生成されていると考えられていて、それらの軽い荷電粒子は、磁気流体効果と放射圧とによって円盤から上下に噴出しジェットの源流となると考えられる。

ジェットの中では段階的な衝撃波により、粒子は 10^{13} eV とした超高エネルギーにまで加速され、シンクロトロン機構により軟 X 線を、また逆コンプトン放射により MeV から GeV に及ぶ広いスペクトルを作る。こうした放射は、レーザーと呼ばれる天体などから検出されているが、ブラックホール連星では、観測例はまだない。

とくにジェットでは粒子が、重力エネルギーより何桁も高いエネルギーにまで加速されている。ここには、なぜ一部の物質にのみ選択的に高いエネルギーが与えられ、平衡から大きく外れた状態が作られねばならないかという、きわめて新しい「エネルギー非等分配の物理学」が潜んでいる。

またジェットやガンマ線バーストに含まれる正電荷はすべて陽電子なのか、イオン（陽子）は無いのか、という未解決の大問題に答えるには、いろいろな環境から、511 keV の対消滅ラインを探查することが有効である。[?]

1.3.2 銀河中心の巨大質量ブラックホール（活動銀河核）

銀河の中にはその中心の非常に小さな領域（数 pc）で莫大な光度 (10^{43-47} erg s⁻¹) を発する活動銀河核 (AGN) と呼ばれるものがある。AGN の放射波長帯は電波、可視光、X 線、ガンマ線と広い範囲にわたる。この中心には質量が 10^5-9M_{\odot} の巨大なブラックホールがあって、そこへ落ち込む物質の重力エネルギーの解放が活動の源になっていると考えられている。AGN はセイファート銀河、クェーサー、電波銀河など一部の銀河であるが、現在ではほぼ全ての銀河の中心にこのような巨大ブラックホールが存在すると考えられている。

こうした AGN からは、数 100 keV まで放射があり、最も明るい部類のものは、WAM で観測できる可能性がある。

1.3.3 かに星雲や明るいパルサー

かに星雲は、高速で自転している中性子星という超高密度の星である。かに星雲は、安定した強度とスペクトルを持つため、X 線、ガンマ線の分野では観測器の評価に使う『基準光源』として頻繁に用いられる。

また、かに星雲には、かにパルサーが存在し、1 秒間に 30 回という短い周期で光を発する。パルサーとは、強い磁場を持った中性子星であり、周期的な光を発する故にそう呼ばれる。強い磁場を持つため、高エネルギー電子が磁場で曲げられシンクロトロン放射を起こし、磁場を持たない中性子星では見られない高エネルギーな放射が見られる。WAM による明るいパルサーの観測が期待される。

チャンドラ衛星によって X 線で撮像されたかに星雲を図 1.7 に、Integral 衛星で観測されたかに星雲のスペクトルを図 1.8 に、スペクトルのフィッティングパラメータを表 1.5 に示す。

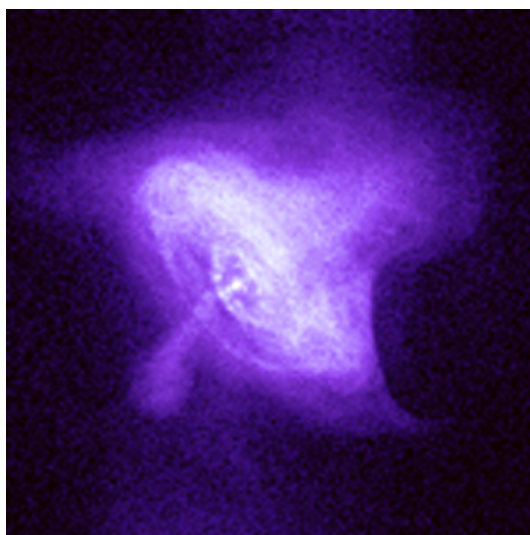


図 1.7: かに星雲中のパルサーを取り巻く降着円盤と双極流 :X 線

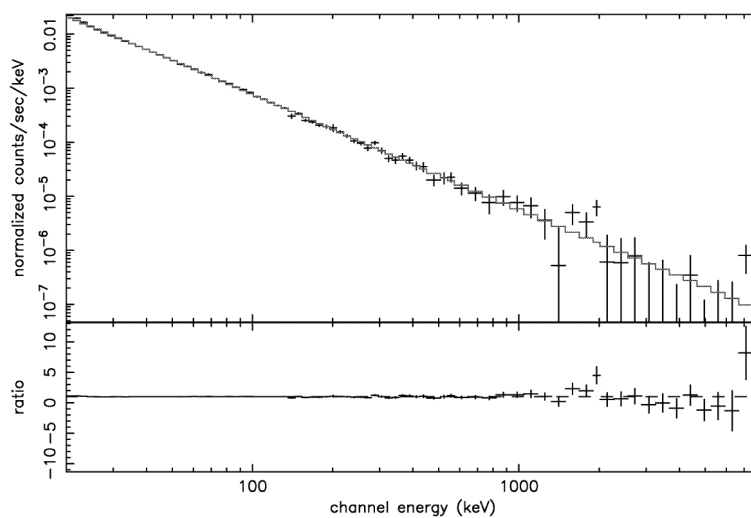


図 1.8: INTEGRAL で観測されたかに星雲のスペクトル [8]

表 1.5: かに星雲のスペクトルフィッティングパラメータ

検出器	Photon index	50–100 keV flux(photons/cm ² /s)
OSO-8	2.00 ± 0.06	6.41 × 10 ⁻²
GRIS	2.15 ± 0.03	4.52 × 10 ⁻²
CGRO/OSSE	2.19 ± 0.03	5.68 × 10 ⁻²
CGRO/BATSE	2.20 ± 0.01	6.83 × 10 ⁻²
SAX/PDS	2.13 ± 0.01	4.92 × 10 ⁻²
INTEGRAL/SPI	2.17 ± 0.01	(7.08 ± 0.03) × 10 ⁻²

1.3.4 ガンマ線バースト (GRB)

ここでは、WAMの観測対象の1つであるGRBを紹介する。ガンマ線バースト (GRB) とは、宇宙から大量のガンマ線が放出される現象である。1990年代後半には、宇宙のどこで起きているのかさえもわからなかったが、近年貴重な発見が相次ぎ、2006年頃から以下のような説が広く受け入れられてきた。

1. GRBは2つのタイプに分けられる。継続時間が数秒から数分の「ロングバースト」と、2秒にも満たない「ショートバースト」である。
2. ロングバーストの正体は「極超新星」と考えられている。極超新星とは、非常に質量の大きな恒星が一生を終えるときの大爆発で、通常の超新星に比べて10倍以上のエネルギーを放出する。これは、現在の太陽が1000億年かかって放出するエネルギーがわずかに数十秒の間にガンマ線で放出されていることになる。ガンマ線が放出される方向の関係で、極超新星爆発が起きてもGRBが観測されないケースがある。しかし、逆はありえない。そして巨大質量星が多い、つまり若くて星形成が活発な銀河で発生する。ほとんどのロングバーストは規模の小さい、不規則銀河で起きている。まだ宇宙が若かった頃の産物であるこれらの小銀河には、水素以外の重元素が非常に少ない。
3. ショートバーストの正体は、2つの中性子星または中性子星とブラックホールの衝突合体現象と考えられている。こうした天体どうしの衝突には時間がかかる。そのため比較的年老いた銀河で見られることが多い。ショートバーストはロングバーストに比べて爆発の規模そのものが100~1000分の1程度である。ショートバーストは古い星の集団である楕円銀河で起こる傾向がある。
4. どちらのタイプも、結果としてブラックホールが誕生する点、数十億光年先という遠い銀河で起きている点が共通している。

ロングバーストと比べて、ショートバーストはミリ秒単位で終わってしまう現象とあって、研究は難しかった。そんな中NASAのGRB観測衛星Swiftが、2005年の5月と7月に相次いでショートバーストの残光をとらえ、どの銀河で起こっているかの証拠を得た。

図1.9にGRBの理論モデルである火の玉モデルを示す。

GRBのスタディには次のものがある。GRBのスペクトルにはシンクロトロン放射の特徴を表すと考えられているガンマ線領域の折れ曲がりが見られる。この折れ曲がりのエネルギーの頻度分布を調べることも重要である。MeV領域のスペクトルにシンクロトロン放射では説明できない超過成分が存在することやショート、ロングバーストやX線フラッシュなどの統一的な描像のもっと確かな構築などが目標とされている。

1.4 本研究の目的

WAMは他の検出器よりも高エネルギー側まで観測できる。また、WAMは非常に広い視野を持つため、地食観測という解析手法に適している。本研究の目的は、WAMを用いた地食観測によってブラックホール連星を毎日連続的に硬X線でモニターする解析システムを立ち上げ、ブラックホール天体について調べることである。具体的には、low/high stateのハードテール、ジェットに関係すると考えられる511keVラインがWAMで毎日

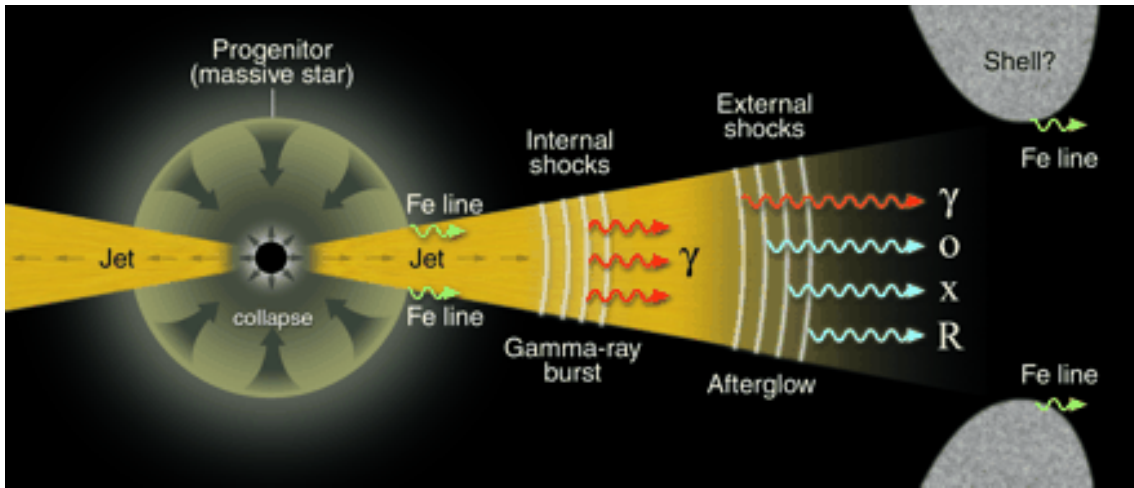


図 1.9: GRB の火の玉モデル

連続的に観測されれば、ハードテールの起源やジェットに関する情報が得られると期待される。

そのために本研究ではまず、標準光源として定常的に有意に明るい『かに星雲』の地食観測を行い、解析の結果の現状の不定性を評価した。検出される天体のカウント数は、検出器への光の入射角度によって異なる。観測されたかに星雲のカウント数から、WAMのレスポンスを用いて、明るさの再現性の角度依存を調べ、入射 X 線の強度 (明るさ) を求めた。そして、その評価をもとに、ブラックホール天体 CygX-1 の地食解析を行い、約 1 年間のライトカーブを求めた。

第2章 WAMによる地食観測

2.1 地食観測

地食観測とは、衛星が地球を周回する際に、ある既知の天体が衛星から見て地球に隠れる前後と地球のかげから現れる前後のカウントレートの差 (図 2.1) を測定することで、天体の明るさを調べる観測技術である。この手法は全天を見回すことができる視野の広さを持ち、なおかつ時間分解能の優れた検出器に向いており、過去に CGRO 衛星に搭載された BATSE による地食観測が大きな成果を挙げた。

地食観測のメリットは、銀河系内のブラックホール連星など明るい天体を毎日連続的に硬 X 線でモニターし、ブラックホール天体の硬 X 線の時間変動の様子を調べるのに適していることである。一方デメリットは、一点を集中的に観測するわけではないので (検出器が広い視野を持つために)、バックグラウンドが高くなり遠方の天体 (暗い天体) の観測が難しいことである。

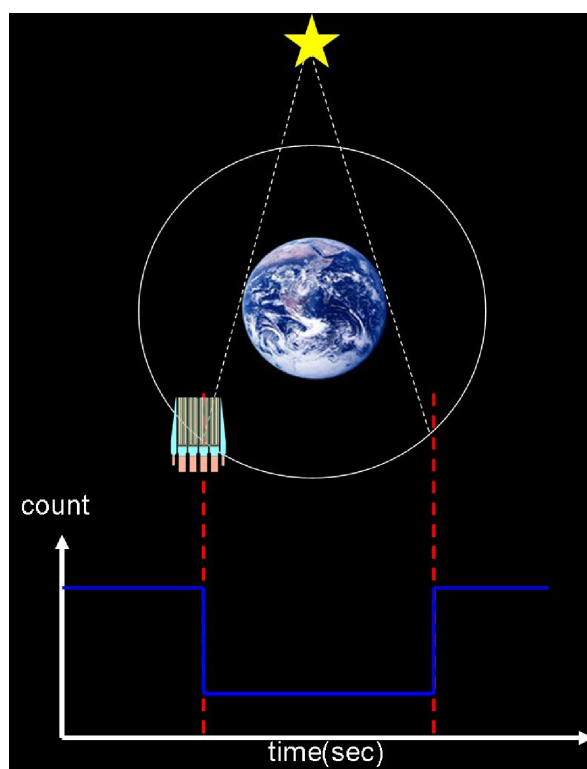


図 2.1: 明るい天体の地食によるカウントレートの変化

2.2 過去の地食観測について

ここでは、過去に行なわれた地食観測の成果について紹介する。主に、CGRO 衛星に搭載された全天観測モニター BATSE についての話である。

2.2.1 BATSE(The Burst And Transient Source Experiment)

BATSE とは、1991 年から 2000 年まで稼働した CGRO 衛星 (The Compton Gamma Ray Observatory) に搭載された検出器の 1 つである。BATSE は、the large area detectors(LADs) とスペクトル取得用の the spectroscopy detectors(SDs) で構成され、CGRO 衛星の 4 隅に計 8 つ搭載されている (図 2.2、図 2.3)。その性能を表 2.1 に示す。

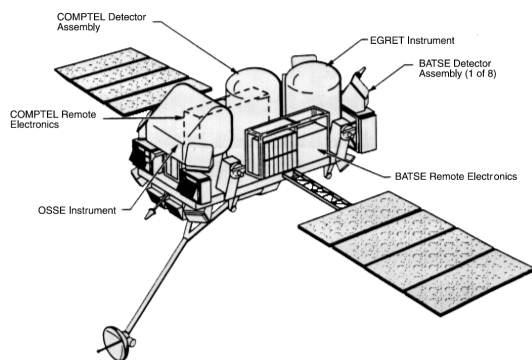


図 2.2: CGRO 衛星

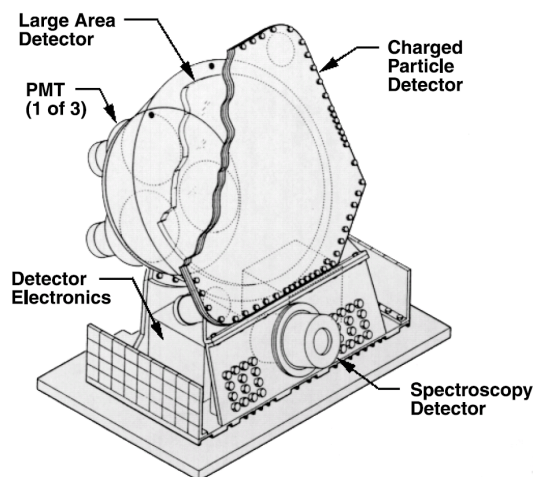


図 2.3: BATSE

表 2.1: BATSE の性能

	LAD	SD
エネルギー領域	20 keV ~ 1 MeV	10 keV ~ 20 MeV
エネルギー分解能	20 %	
有効面積	2025 cm ² @100 keV(1/8)	~ 600 cm ² (8/8)
視野	4 πstr(8/8)	
時間分解能	2.048 sec	2.048 sec

2.2.2 BATSE による地食観測の成果

ここでは、BATSE により地食観測法で得られたデータを紹介する。

ブラックホール連星の明るさの変動

図 2.4 は BATSE で観測された CygnusX-1 の 300 日間の光度変化の図 (ライトカーブ) である。図 2.4 中にある b1、b2、b3、b4 は観測期間の区別、 γ_0 、 γ_1 、 γ_2 、 γ_3 は明るさの区別である。図 2.5 は、図 2.4 のそれぞれの観測期間に対応したスペクトルである。これら

の2つの図から、CygnusX-1の明るさが不規則に変動していて、暗いときに比べて明るいときの方がスペクトルが高エネルギー側まで伸びていることがわかる。

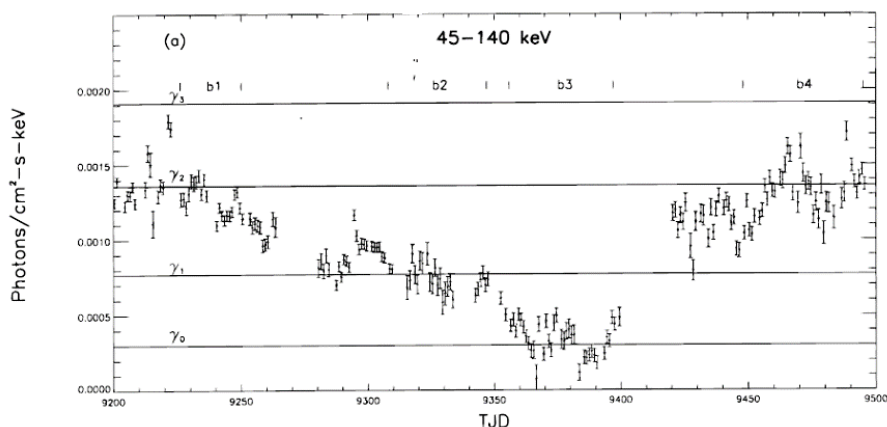


図 2.4: BATSE で観測された CygnusX-1 のライトカーブ (TJD=day) [5]

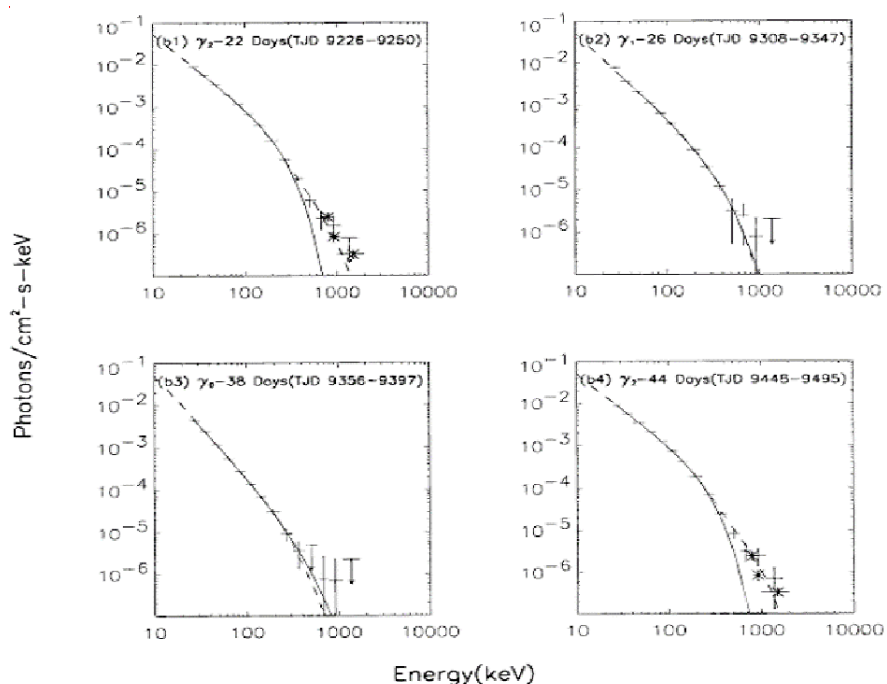


図 2.5: 図 2.4 のそれぞれの期間 (b1,b2,b3,b4) に対応するスペクトル [5]

BATSE で観測された J0422+32 の 250 日間のライトカーブを図 2.6 に示し、スペクトルを図 2.7 に示す。図 2.6 から、J0422+32 が急激に明るくなった後に緩やかに暗くなっているのがわかる。図 2.7 は J0422+32 の high/soft state(TJD 8800-9050)、low/hard state(TJD 8841-8865) のスペクトルである。図 2.7 の high/soft state のスペクトルは、300 keV 以下でコンプトン散乱成分を持つ Power law(Compton model) で、low/hard state のスペクトルは、single power law で表わされる。このスペクトルの形は CygX-1 に似ている。このことから J0422+32 と CygX-1 では似た物理過程が働いていることが示唆されている。図 2.8 に、ASCA や TIM+HEXE で観測された CygnusX-1 のスペクトルを示す。一般に low/hard state はスペクトルにカットオフを持つと考えられている。しかし、折れ曲がりを持たないスペクトルも観測されている。図 2.9 は、BATSE 以外の検出器で観測された CygnusX-1 の low/hard state の X 線ハードテールである。

このように、ブラックホール連星の数 100 keV 付近のスペクトルの挙動は似ているが、図 2.5 のように 500 keV 以上で別の成分が現れるようにも見え、完全な理解には至っていない。WAM は 300 keV ~ 1 MeV で過去最高の地食感度を持つと期待されており、こうした問題の解明に貢献できるだろう。

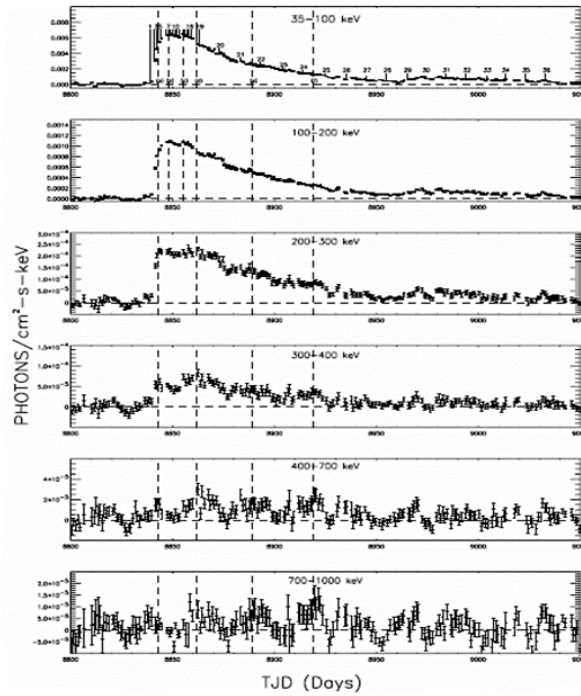


図 2.6: BATSE で観測された J0422+32 のライトカーブ (TJD 8800-9050)

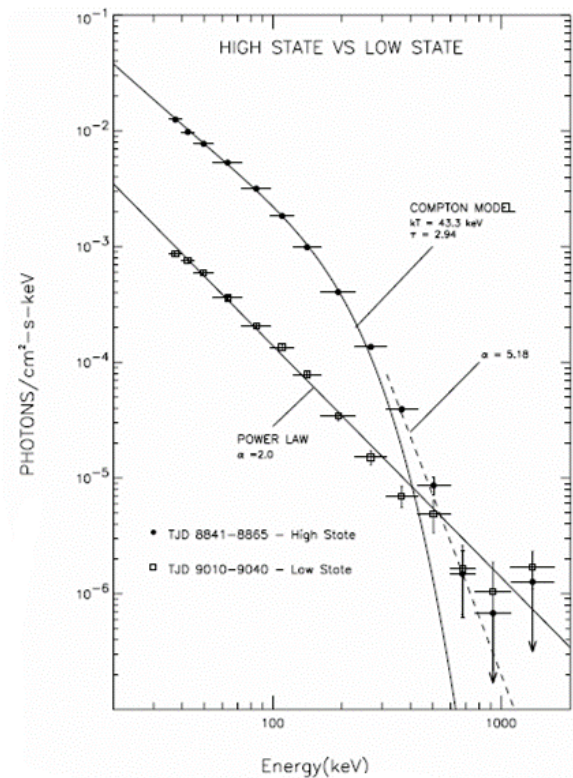


図 2.7: BATSE で観測された J0422+32 のスペクトル
COMPTON MODEL(TJD8841-8865)、POWER LAW(TJD9010-9040)

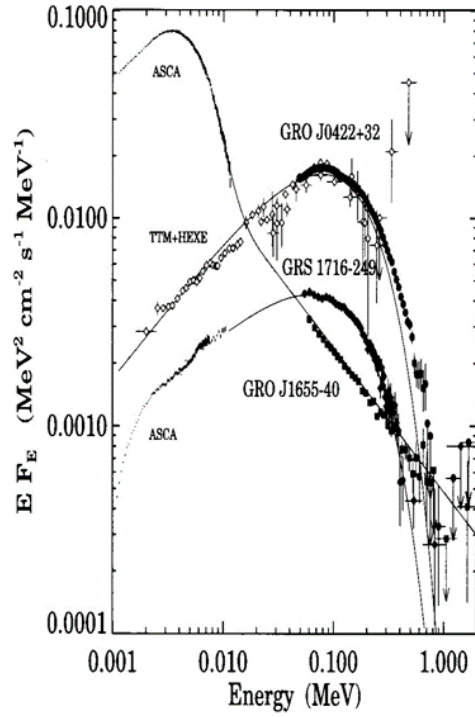


図 2.8: ASCA、RXTE、CGRO/OSSE で観測された CygnusX-1 のスペクトル

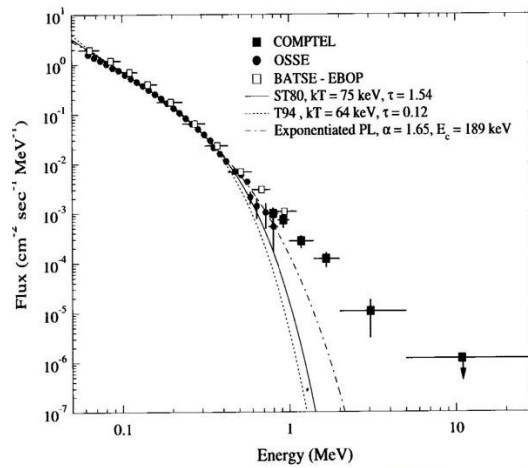


図 2.9: CGRO 衛星で観測された X 線ハードテール

ジェット

ジェットに起因すると考えられているものの 1 つに 511keV ラインがある。図 2.10 は、SIGMA による 511keV ラインの数少ない観測例である。このラインは、ジェットが発生するある時期だけしか見えない可能性があり、WAM でこうした現象を捉えて、ラインとジェットの関係を探ることも期待されている。

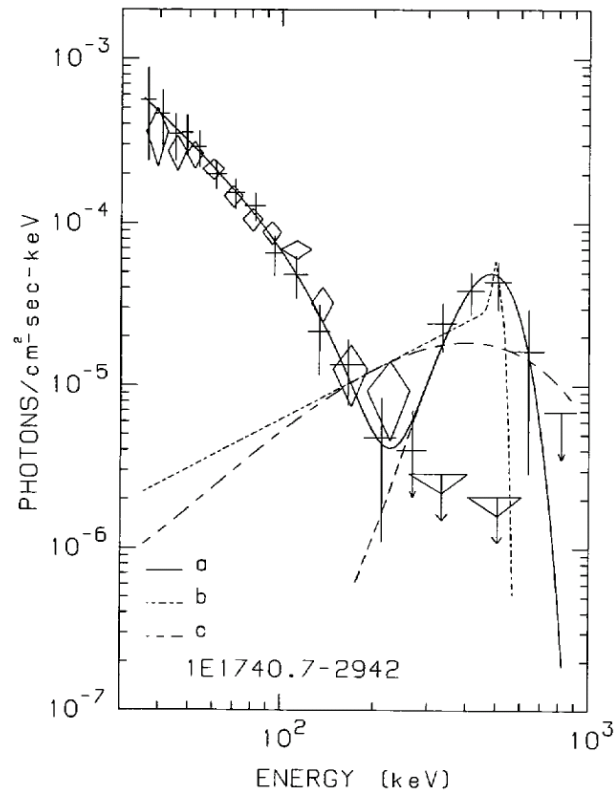


図 2.10: SIGMA で観測された 1E1740.7-2942 の 511 keV line [7]

2.3 WAMと他の衛星の比較

WAMと同時期に複数の全天X線モニター衛星が存在しているが、ほぼ全天の視野をもち、MeV領域まで数100 cm²という巨大な有効面積をもち、スペクトルが得られる検出器はWAMの他に存在せず、ブラックホール連星のハードテールの観測において最も有効な検出器と言える。

最近の全天モニター、あるいは視野の広い検出器の有効面積を図 2.11 に示し、性能を表 2.2、2.3 にまとめた。

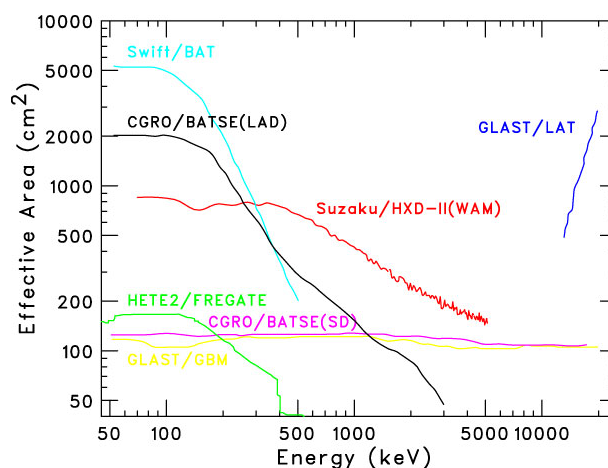


図 2.11: 検出器の有効面積

表 2.2: 最近の全天 X 線モニターの性能 (1)

	HXD – WAM	BATSE LADs	INTEGRAL SPI/ACS
検出器タイプ	BGO	NaI	Ge/BGO
エネルギー領域	50 keV – 5 MeV	20 keV – 1 MeV	18 keV – 8 MeV 100 keV – a few MeV
有効面積	800 cm ²	2025 cm ²	500 cm ² / 3000 cm ²
角度分解能	3 °	25 °	2.5 °
視野	All Sky	all sky	0.28 str / all sky
稼働期間	2005 –	1991 – 2000	2002 –

表 2.3: 最近の全天 X 線モニターの性能 (2)

	RXTE ASM	Swift BAT
検出器タイプ	キセノン比例計数管	CdZnTe
エネルギー領域	1.5–12 keV	15 keV – 150 keV
有効面積	90 cm ² (3 detectors)	5200 cm ²
角度分解能	0.2 °	4
視野	6 ° × 90 °	2.0 str
稼働期間	1995 –	2004 –

第3章 WAMによるかに星雲の地食観測

3.1 かに星雲を地食観測する目的

かに星雲は、安定した明るさとスペクトルを持つパルサー、およびその周囲の高エネルギー粒子の雲である。ここで、かに星雲を観測する目的は、WAMのレスポンスを用いてキャリブレーションしたときの、明るさの再現性を調べることである。

各観測日ごとに、天体からの光の検出器への入射角度が異なる。その角度が違う場合、fluxがどの程度違うかを調べた。WAMを基準とした角度の概念図を図3.1に示す。WAM0面の正面方向が $(\theta, \phi) = (90, 90)$ 、1面が $(\theta, \phi) = (90, 0)$ 、2面が $(\theta, \phi) = (90, 270)$ 、3面が $(\theta, \phi) = (90, 180)$ である。以後、WAMから見た天体の方向をこの角度で示す。

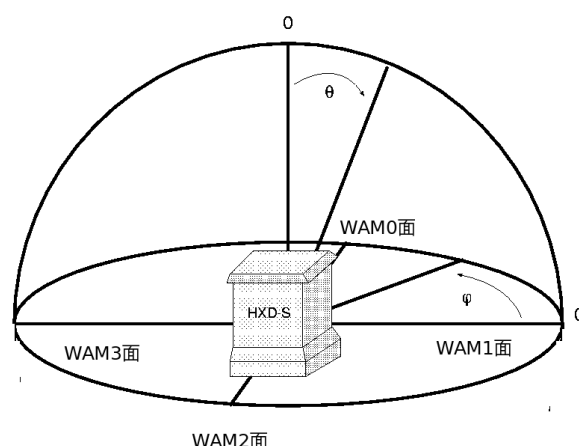


図 3.1: 衛星基準の角度

3.2 解析に用いたデータ

今回解析に用いたのは、TRN データである。WAMのTRN データは、FITS 形式というファイルフォーマットであり、今回用いたデータは衛星から得られたデータを使いやすくした Second Fits File(FFF) 形式の rev1.2 のものである。このデータは、現在はHXD-WAM チームのみが扱えるものであるが、観測日から1年後に一般公開される。用いたデータのエネルギー範囲は、1-30 ch(30-1100 keV) であり、適宜その中から必要なエネルギー範囲を用いた。ライトカーブは、1bin1 秒のものを用いた。TRN データの詳細は、§1.2.3 を参照。

今回解析を行なったのは、WAM4 面のうち、WAM0、1、3 面である。WAM は、さすがに衛星の中に搭載されているので、観測時に衛星の壁や電気回路などによる放射線の吸収の影響を受ける。WAM4 面中最もその影響が少ないのが、0 面、その次が1面と3面、最

も影響を受けるのが2面であり、2面は他の面に比べて良い観測結果が期待できないので今回は解析を行っていない。

3.3 解析手順

地食観測法の手順の流れを以下に示す。

1. ターゲット天体の位置、人工衛星の軌道から AtFunction ライブラリの関数を用いて、ターゲットが地食する時刻を計算し、その時刻の前後 500 秒のライトカーブを作る。ライトカーブは、1 bin1 秒である。AtFunction ライブラリは、天体を衛星観測したときの様々な状況を計算するプログラムである。衛星軌道要素とオイラー角、天体の位置を入力すると任意の時刻での天体の見える方向、地食判定や座標変換などを行なうことができる。
2. データの統計を良くするために、人工衛星の姿勢が同じとき (通常 1 日分) の地食ライトカーブを足し合わせて、その平均をとる。
3. ライトカーブのフィッティングによって地食によるカウントレートのステップの値を求める。
4. 得られたステップの値を用いて、ターゲット天体の長期間のライトカーブを作る。
5. 検出されたカウントにおける天体の光の検出器への入射角度依存を、キャリブレーションする。レスポンスを用いて、角度依存をキャリブレーションしたライトカーブを作る。キャリブレーションの方法は二つ。一つはカウントレートを有効面積で割る方法。もう一つはスペクトルフィッティングから flux を求める方法。

3.4 ライトカーブ

かに星雲の位置とすざく衛星の軌道を用いて計算された、かに星雲が地食する時間のライトカーブを図 3.2、3.3 に示す。図 3.2 は 2006 年 6 月 19 日、図 3.3 は 2006 年 4 月 1 日の WAM0 面のパルスハイト 2 ch(60–100 keV) の 6 つのライトカーブを足し合わせて平均したものである。

図中の 500 sec が計算された地食の時間であり、1 bin1 秒である。地食によるステップが見てとれ、計算が正しいことと、WAM でかに星雲の地食観測ができることがわかる。それぞれの図に上下 2 つのライトカーブを載せているが、上図が天体が衛星から見て地球のかげに隠れたとき (地食 in)、下図が天体が地球のかげから出てきたとき (地食 out) のものである。図 3.2 では、地食によるライトカーブのステップがはっきりと見てとれる。対して、図 3.3 ではあまり見えない。この違いは、天体の光の検出器に対する入射角度の違いによるものである。図 3.2 は、天体の地食するときの方向が WAM0 面に対して、ほぼ正面なのに対して、図 3.3 では約 70° 傾いている。

また、ライトカーブから地食によるステップは、数秒で起こるときと、数 10 秒かかるときがあることが確認された。この理由は、大気の影響の違いだと考えられる。つまり、ステップにかかる時間は、すざく衛星から見て、天体が地平線に垂直に地球のかげに入るとき短く、斜めに地球のかげに入るとき長くなると考えられる。

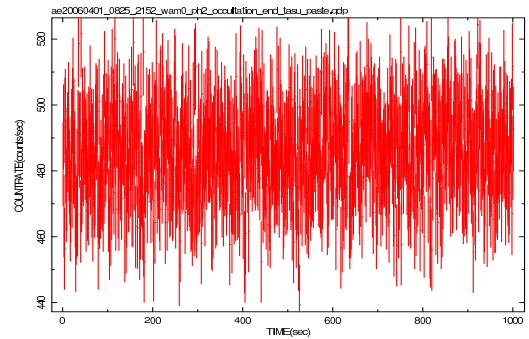
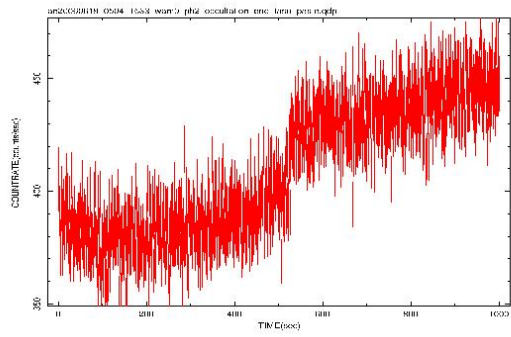
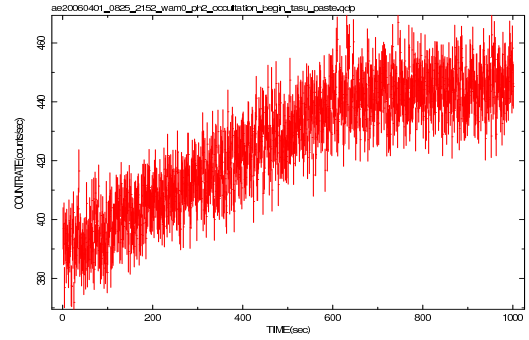
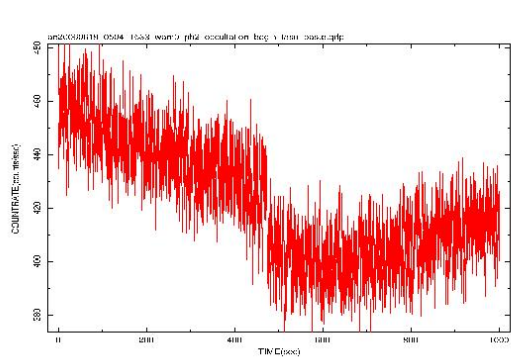


図 3.2: WAM0 面、2ch の明るいライトカーブ $(\theta, \phi) = (92, 86)$ 、(上 地食 in、下 地食 out)
 図 3.3: WAM0 面、2ch の暗いライトカーブ $(\theta, \phi) = (141, 141)$ 、(上 地食 in、下 地食 out)

2006 年 6 月 19 日に WAM0 面で観測されたパルスライト 2ch から 11ch(60–440 keV) までの各 ch 別の地食ライトカーブを図 3.4 に示す。この図は、上下 2 つで 1 セット (上図 地食 in、下図 地食 out) の図が 12 個、左上が 2ch-11ch のライトカーブで、そこから右に 1ch、2ch ~ 11ch と並んでいる。この図から、1ch だけは、2ch 以上と比べてバックグラウンドの影響が大きく変動が激しいため、地食によるステップが見えづらいことがわかる。2ch から 11ch にかけて徐々にステップが小さくなっている。11ch(400–440 keV) 辺りでは、ライトカーブを目で見てもステップはほぼ見えない。

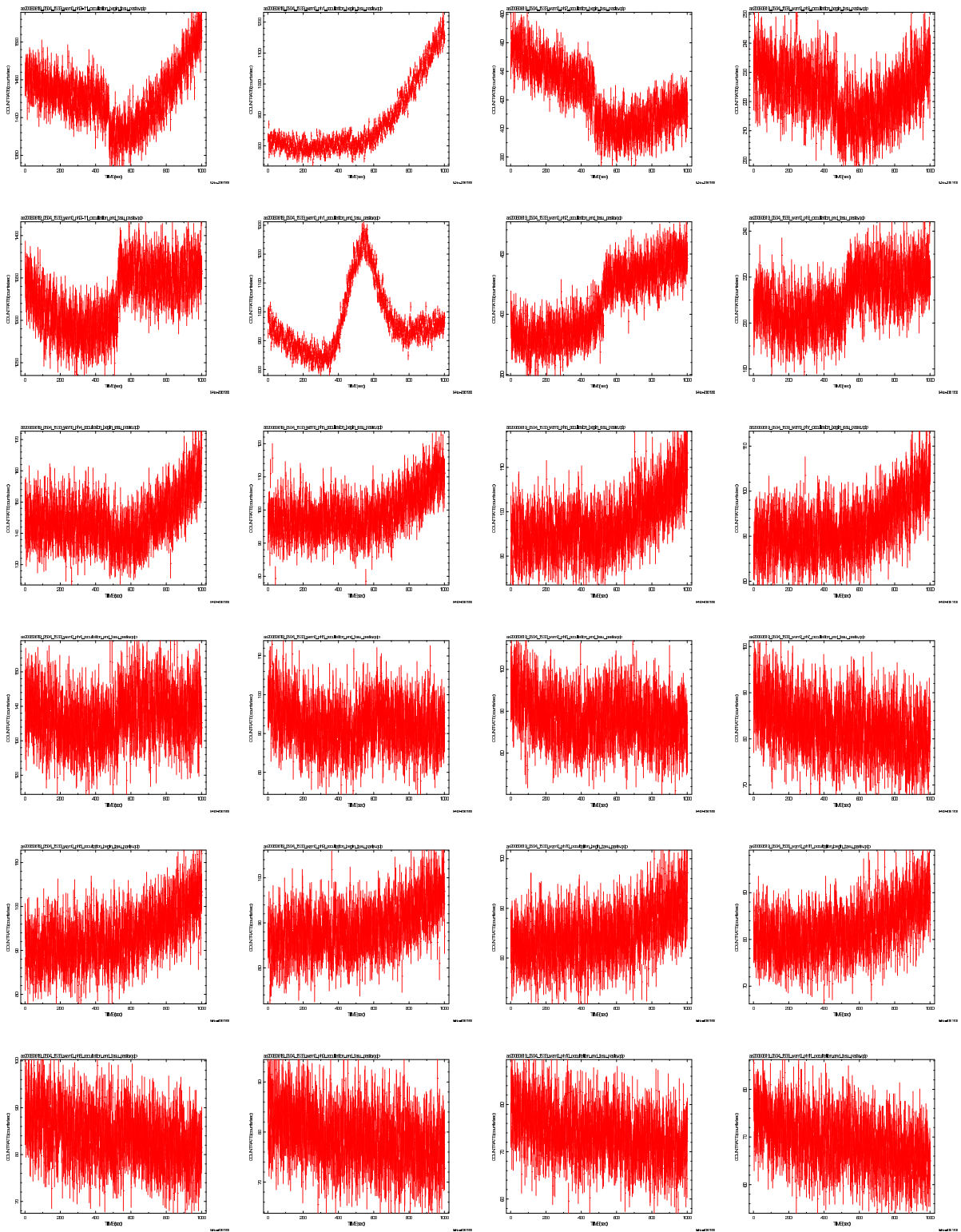


図 3.4: 2-11 ch のライトカーブ。詳細は文中の説明を参照。

3.4.1 フィッティングによるステップカウントの導出

地食によるライトカーブのステップの値を求めるため、以下に示す関数でフィッティングを行なった。フィッティングに用いるデータは、1000 sec の地食 in のライトカーブと 1000 sec の地食 out のライトカーブを横につなぎ合わせた、合計 2000 sec のライトカーブである。

$$x < = par7 - par9 \text{ または } x > = par7 + par9 \text{ の場合}$$
$$func = par0 * x^5 + par1 * x^4 + par2 * x^3 + par3 * x^2 + par4 * x + par5$$

$x < par7$ の場合

$$func += par6$$

そうでない場合

$$x1 = par7 - par9$$
$$x2 = par7 + par9$$
$$y1 = par0 * x1^5 + par1 * x1^4 + par2 * x1^3 + par3 * x1^2 + par4 * x1 + par5 + par6$$
$$y2 = par0 * x2^5 + par1 * x2^4 + par2 * x2^3 + par3 * x2^2 + par4 * x2 + par5$$
$$func = (y2 - y1) / (2 * par9) * (x - x1) + y1$$

$x < = par8 - par9$ または $x > = par8 + par9$ の場合

$$func = par10 * x^5 + par11 * x^4 + par12 * x^3 + par13 * x^2 + par14 * x + par15$$

$x > par8$ の場合

$$func += par6$$

そうでない場合

$$x1 = par8 - par9$$
$$x2 = par8 + par9$$
$$y1 = par10 * x1^5 + par11 * x1^4 + par12 * x1^3 + par13 * x1^2 + par14 * x1 + par15$$
$$y2 = par[10] * x2^5 + par11 * x2^4 + par12 * x2^3 + par13 * x2^2 + par14 * x2$$
$$+ par15 + par6$$
$$func = (y2 - y1) / (2 * par9) * (x - x1) + y1$$

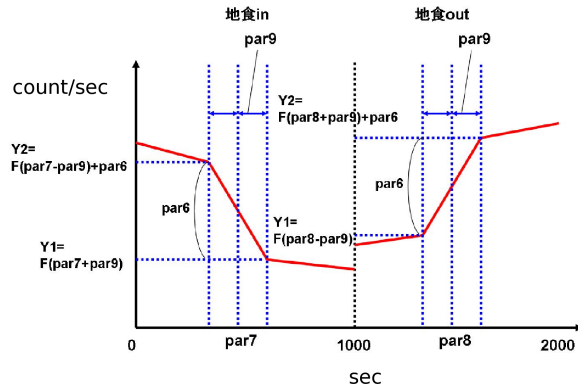


図 3.5: フィッティングに用いた関数とそのパラメータ (左 地食 in、右 地食 out)

par6 は地食によるカウントレートのステップの値であり、地食 in、out における共通のパラメータである。par7 と par8 は地食 in と out におけるステップ中の真ん中の時間、par9 はステップにかかる全時間の半分の時間であり、共通のパラメータである。par9 は 1 としている。地食フィッティング結果の例を図 3.6、3.7、3.8 に示す。それぞれの図は、地食 in と地食 out のライトカーブを横につなげたものであり、0 ~ 1000 sec までが地食 in のライトカーブで、1000 ~ 2000 sec までが地食 out のライトカーブである。よって 1000 sec 辺りのステップは地食によるものではない。図 3.6 の 500 sec と 1500 sec 辺りに地食のステップが確認でき、これはフィッティングがうまくできている例である。図 3.7 は、暗くてステップがほぼない例である。図 3.8 は、バックグラウンドの変動が激しく、うまくフィッティングできなかった例である。

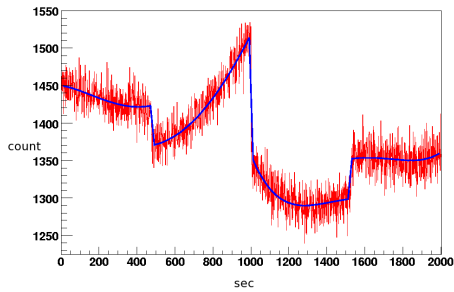


図 3.6: 地食フィッティング OK

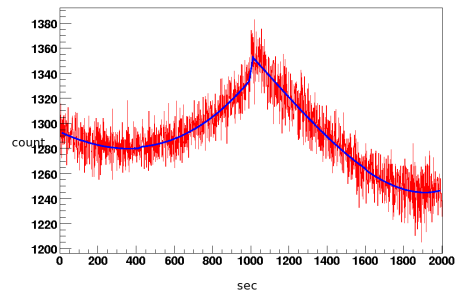


図 3.7: 地食フィッティング 暗い

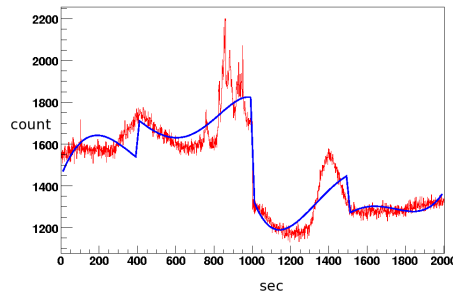


図 3.8: 地食フィッティング バックグラウンド

3.4.2 地食観測による長期間ライトカーブ

フィッティングから得られた、かに星雲のカウントレートの地食によるステップの値を、観測日に対してプロットしたライトカーブを作成した。パルスハイト 2 ch(60–100 keV)、5 ch(180–210 keV)、8 ch(290–330 keV) での WAM 各面の約 400 日間のライトカーブを図 3.9、3.10、3.11 に示す。このデータは、パルスハイト 2–11 ch(60–440 keV) のライトカーブのフィッティングによる残差が 5% を超える日付のデータを除いてある。かに星雲は明るさが変わらない天体であるが、図では大きくカウントが変化している。これは、観測時期によってかに星雲に対する WAM 各面の有効面積が異なるためである。高エネルギー側になるにつれて、得られるカウントが少なくなっている。

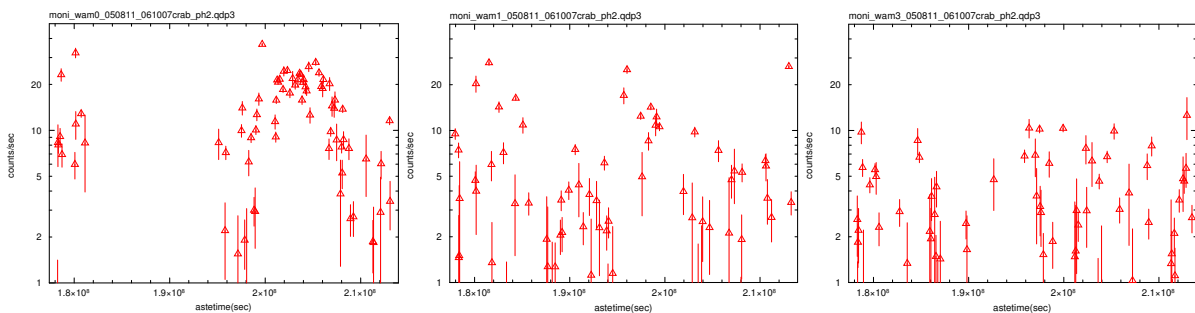


図 3.9: かに星雲 2 ch(60–100 keV) 約 400 日間ライトカーブ 左から WAM0,1,3 面

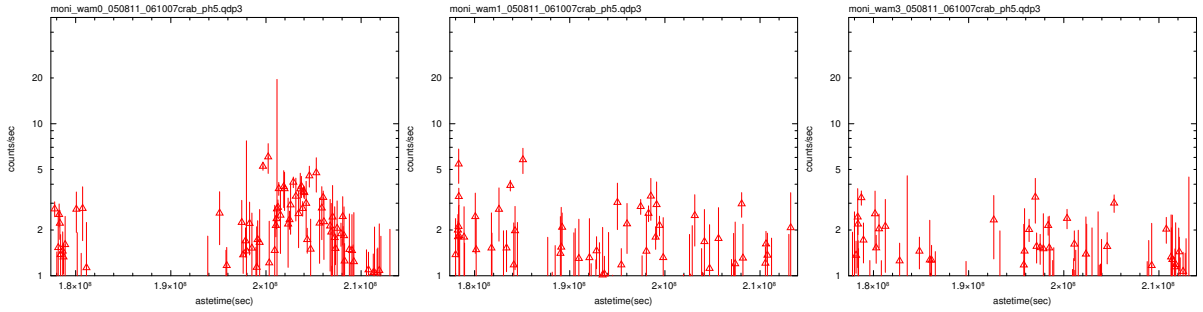


図 3.10: かに星雲 5 ch(180–210 keV) 約 400 日間ライトカーブ 左から WAM0,1,3 面

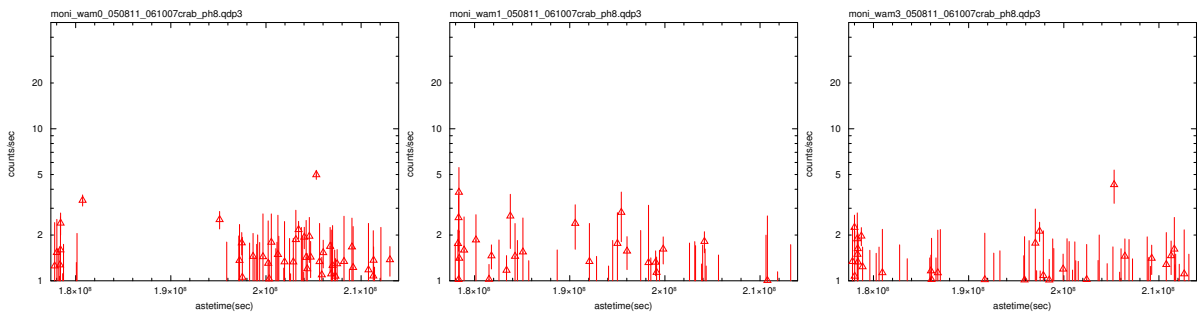


図 3.11: かに星雲 8 ch(290–330 keV) 約 400 日間ライトカーブ 左から WAM0,1,3 面

3.5 レスポンスを考慮したライトカーブの導出

3.5.1 有効面積

有効面積とは、検出器の実際の面積 × 検出効率である。ここでは、かに星雲に対する WAM 各面の有効面積が、時期によってどれくらい異なるのが調べた。WAM 各面の 2–11 ch(60 – 440 keV) の約 400 日間の有効面積の変化を図 3.12 に示す。衛星は、メイン観測装置で約 1 ~ 数日ごとに異なる天体を観測するため、かに星雲に対する衛星の向きが観測ごとに異なる。WAM1、3 面の有効面積は、衛星の向きに左右され、変化が早い。ただし WAM0 面だけは、常に太陽パネルと同じ方向を向いているので、かに星雲に対する有効面積は、季節とともにゆっくりと変わっている。図 3.12 において、 2.04×10^8 sec 辺りで有効面積が高くなっているのは、衛星から見た太陽の方向とかに星雲の方向が近くなっているときである。逆に、 1.86×10^8 sec 辺りで、有効面積が低くなっているときは、太陽の方向とかに星雲の方向が大きく離れているときである。

WAM0 面の図 3.9 のライトカーブと図 3.12 の有効面積を見比べると、はっきりと相関が見て取れる。

WAM 各面の約 400 日間の有効面積の変化を ch 別に表わしたものを、図 3.13 に示す。図は、それぞれ右上がパルスハイト 2 ch、下に 3 ch、4 ch と 11 ch まで並んでいる。パルスハイト ch 別の違いはあまりないことがわかる。

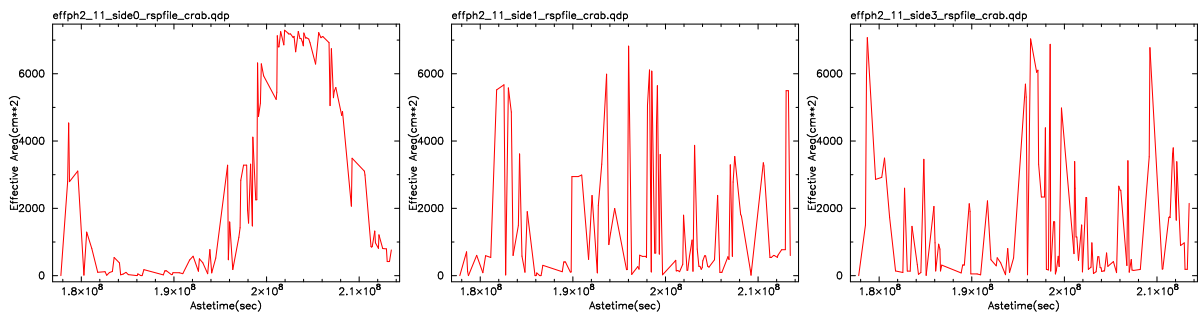


図 3.12: 有効面積 左から WAM0,1,3 面

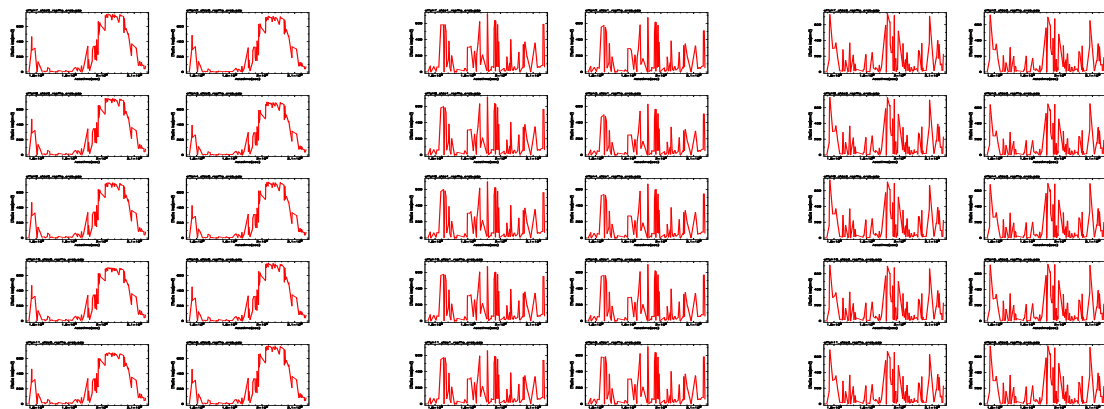


図 3.13: かに星雲に対する WAM の有効面積の変化 左から WAM0.1.3 面

WAM 各面、パルスハイト 2 ch(60–100 keV) の有効面積の頻度分布を図 3.14 に示す。WAM の一つの面の有効面積は最大で 800 cm^2 である。各面を比べると、WAM0 面が最も 400 cm^2 を超える有効面積での観測が多い。約 400 日間の観測において、有効面積が 400 cm^2 を超える観測日の割合は、WAM0 面が 40%弱、WAM1 面が 10%、WAM3 面が 8%となった。

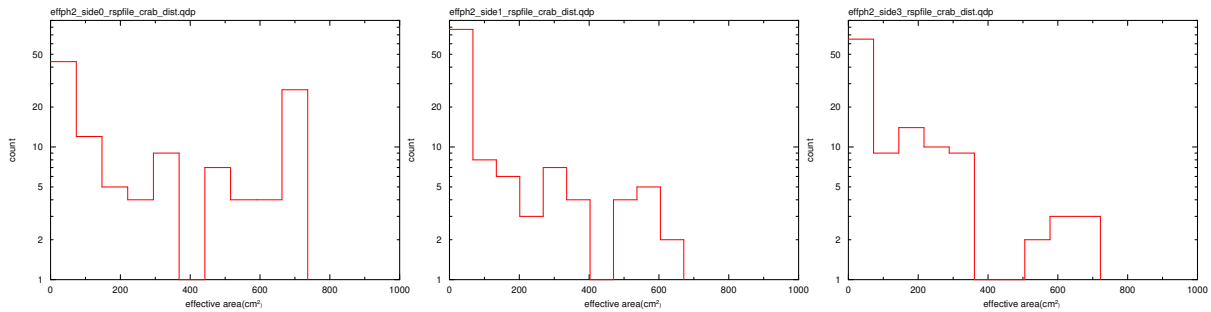


図 3.14: 2 ch の有効面積の頻度分布 左から WAM0,1,3 面

有効面積に対するカウントレートを図 3.15、3.16 に示す。有効面積が大きくなるにつれて、カウントレートが高くなるのがわかる。有効面積 100 cm^2 辺りでカウントレートが高くなっているのは、ライトカーブの地食ステップが小さ過ぎてフィッティングがうまくできてないことが原因と考えられる。

図 3.15 の 2 ch (60–100 keV) の有効面積に対するカウントについて見てみると、同じ面積に対してのカウントが WAM の面によって異なっている。同面積に対してのカウントは WAM0 面が最も高くなっている。図 3.16 の 5 ch (180–210 keV) の有効面積に対するカウントを同じ様にみても、同面積に対してのカウントに WAM の面による違いはない。このことから、2 ch (60–100 keV) では、WAM1,3 面において、WAM0 面よりも放射線の衛星の壁による吸収率が高いと考えられる。そして、5 ch (180–210 keV) では WAM の各面による吸収率の違いが、2 ch (60–100 keV) よりも小さいか、あるいはなくなっていると考えられる。

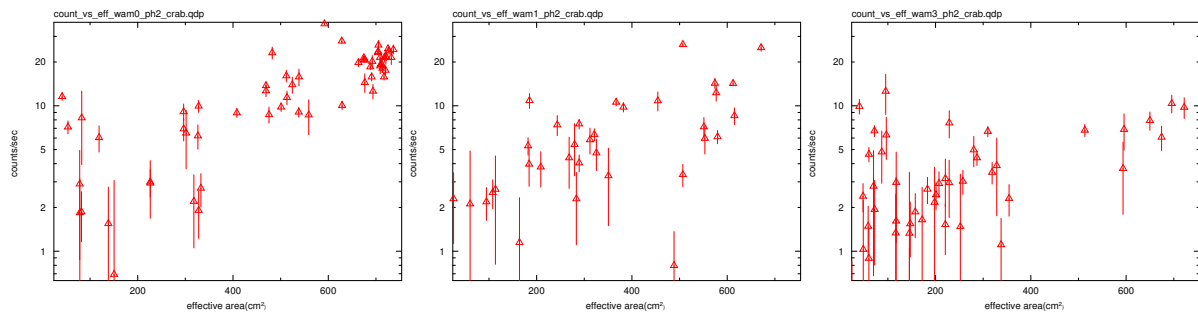


図 3.15: 2 ch (60–100 keV) の有効面積に対するカウントレート 左から WAM0,1,3 面

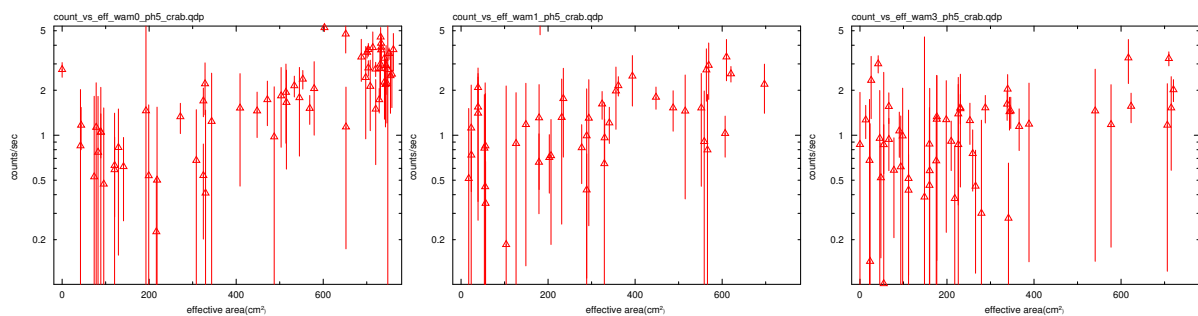


図 3.16: 5 ch (180–210 keV) の有効面積に対するカウントレート 左から WAM0,1,3 面

3.5.2 有効面積でライトカーブをキャリブレーション

WAM各面、パルスハイト 2 ch(60–100 keV)、5 ch(180–210 keV)、8 ch(290–330 keV) について、有効面積で割ることによってキャリブレーションしたライトカーブを図 3.17、3.18、3.19、に示す。高エネルギー側になるにつれて、統計が悪くなっている。図 3.17、3.18 の WAM0 面では、astetime が 2.04×10^8 sec 辺りでフラットな形になっている。 2.04×10^8 sec を中心とした左右 0.04×10^8 sec の範囲は、有効面積がおおよそ 400 cm^2 以上である。WAM0 面において、図 3.19 にある 8 ch(290–330 keV) だけは 2.04×10^8 sec を中心として、くぼんだ形になっているが、これは統計が悪いためにキャリブレーションがうまくいってないと考えられる。

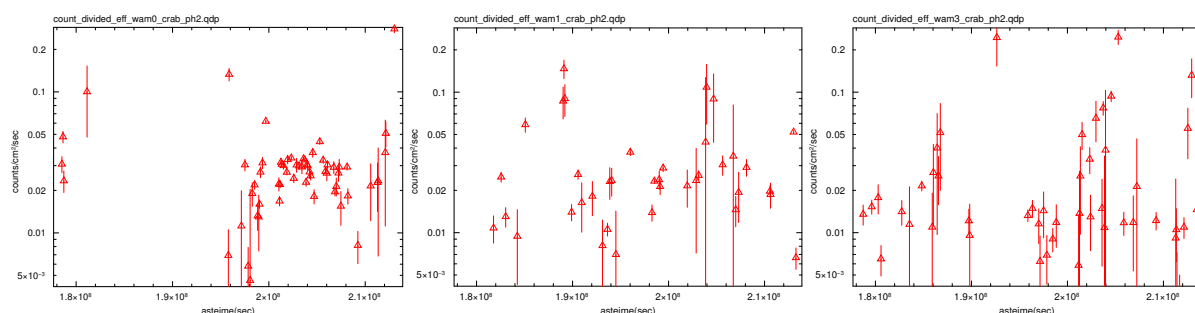


図 3.17: 2 ch(60–100 keV) の有効面積でキャリブレーションしたライトカーブ 左から WAM0,1,3 面

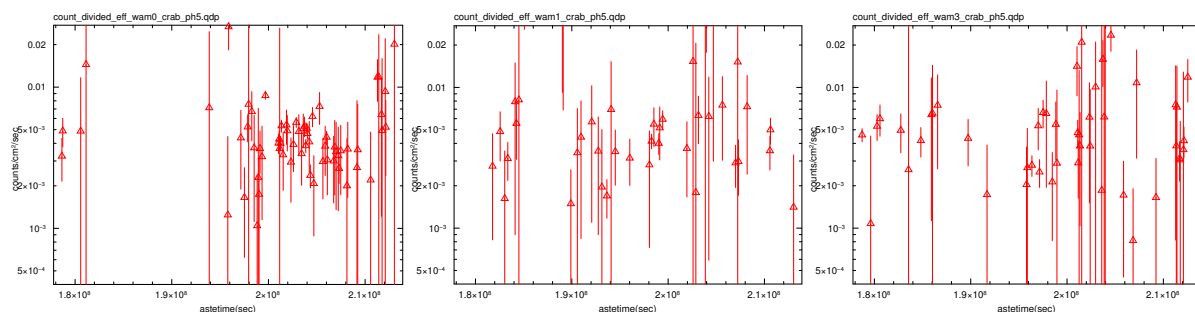


図 3.18: 5 ch(180–210 keV) の有効面積でキャリブレーションしたライトカーブ 左から WAM0,1,3 面

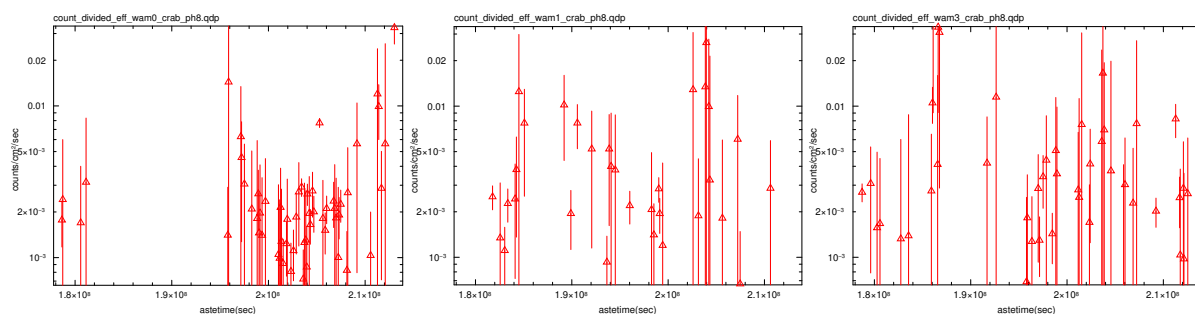


図 3.19: 8 ch(290–330 keV) の有効面積でキャリブレーションしたライトカーブ 左から WAM0,1,3 面

WAM 各面、各チャンネルごとに $\text{count}/\text{cm}^2/\text{sec}$ の平均と分散を求めた (表 3.1)。平均と分散を求める際に、2 ch(60–100 keV) ではエラーがデータの 30% を超えるものを、5 ch(180–210 keV) と 8 ch(290–330 keV) ではエラーがデータを超えるものを除いた。

表 3.1: WAM 各面、各チャンネルの平均と分散

		平均 ($\text{count}/\text{cm}^2/\text{sec}$)	分散 ($\text{count}/\text{cm}^2/\text{sec}$)
2 ch (60–100 keV)	WAM0 面	0.27E-01	0.50E-02
	WAM1 面	0.11E-01	0.59E-02
	WAM3 面	0.12E-01	0.66E-02
5 ch (180–210 keV)	WAM0 面	0.38E-02	0.13E-02
	WAM1 面	0.34E-02	0.95E-03
	WAM3 面	0.27E-02	0.18E-02
8 ch (290–330 keV)	WAM0 面	0.15E-02	0.74E-03
	WAM1 面	0.19E-02	0.58E-03
	WAM3 面	0.13E-02	0.12E-02

同じ観測日において、異なる ch どうしの flux の相関をとったものが図 3.20 である。本来、各 ch の flux はかに星雲の場合は一定のはずなので、相関図である 1 箇所集中すべきだが、各 ch のカウントが相関した形で広がっており、どのエネルギーでも同じ様な不定性を持っている可能性がある。

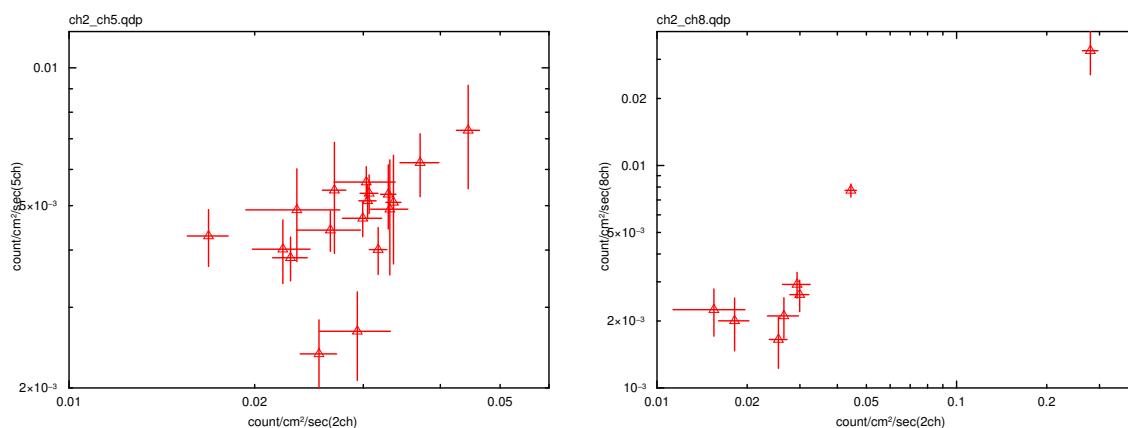


図 3.20: 各 ch の $\text{count}/\text{cm}^2/\text{sec}$ 比較 左:2 ch(60–100 keV) と 5ch(180–210 keV) 右:2 ch(60–100 keV) と 8 ch(290–330 keV)

次に、WAM 各面、2 ch(60–100 keV)、5 ch(180–210 keV)、8 ch(290–330 keV) について、flux の入射角度依存を調べた (図 3.21、3.22、3.23)。このときの角度には、『WAM 各面の正面方向』と『WAM 各面から見たかに星雲の方向』とのなす角を用いた。

図 3.21 の WAM0 面について見てみると、 60° 以内では、明るさのばらつきが概ね 30% 以内に収まっているが、 60° 以上から明るさのばらつきが 30% を超えるデータが多くなってきている。WAM1,3 面においても、 60° 以上では値が大きくなってしまっている。図 3.21 の 2 ch(60–100 keV) の 60° 以内について見てみると、WAM 各面によって $\text{count}/\text{cm}^2/\text{sec}$ の値に違いが見られる。WAM0 面が最も値が大きく、そろっていて、WAM1 面は値がばらついていてやや低く、WAM3 面は低く一定になっている。同じように図 3.22 と図 3.23 の 5 ch(180–210 keV) と 8 ch(290–330 keV) の 60° 以内について見てみると、WAM 各面によ

る $\text{count/cm}^2/\text{sec}$ の値の違いは 2 ch(60–100 keV) のようにはない。このことから 2 ch(60–100 keV) において、WAM1,3 面で $\text{count/cm}^2/\text{sec}$ の値が低くなっているのは、衛星の壁による吸収についてキャリブレーションできていないためだと考えられる。 $\text{count/cm}^2/\text{sec}$ の値がばらつく理由は、WAM0 面に比べ 1, 3 面は、吸収によって統計が悪くなるため、またそれによってライトカーブのフィッティング精度が悪くなるためだと考えられる。

図 3.21、3.22、3.23 における明るさの角度依存のばらつきには、明るさの違い(角度の違い)によるフィッティング精度と、レスポンスのキャリブレーションの精度が現れている。

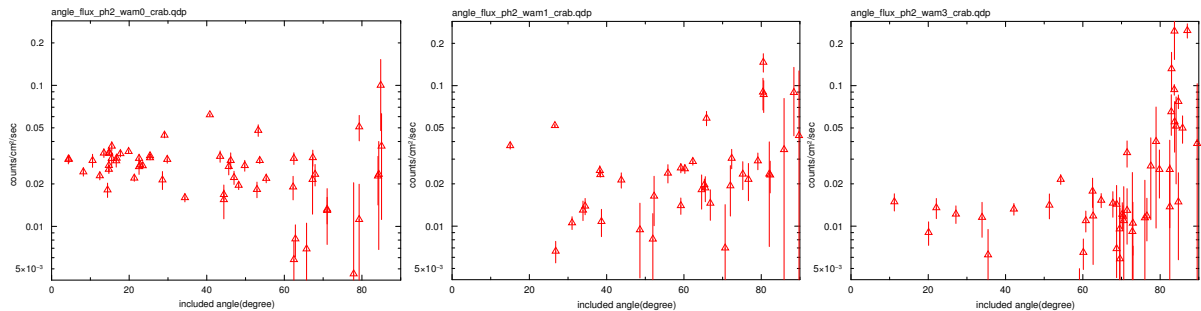


図 3.21: $\text{count/cm}^2/\text{sec}$ の角度依存 2 ch(60–100 keV) WAM0,1,3 面

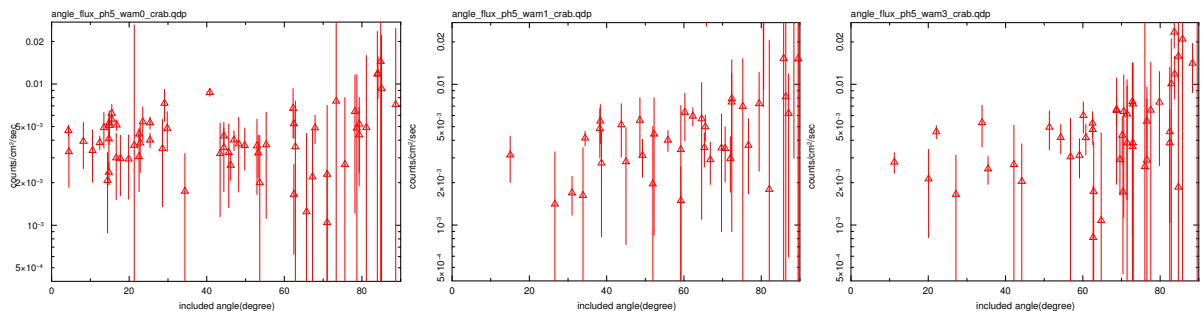


図 3.22: $\text{count/cm}^2/\text{sec}$ の角度依存 5 ch(180–210 keV) 左から WAM0,1,3 面

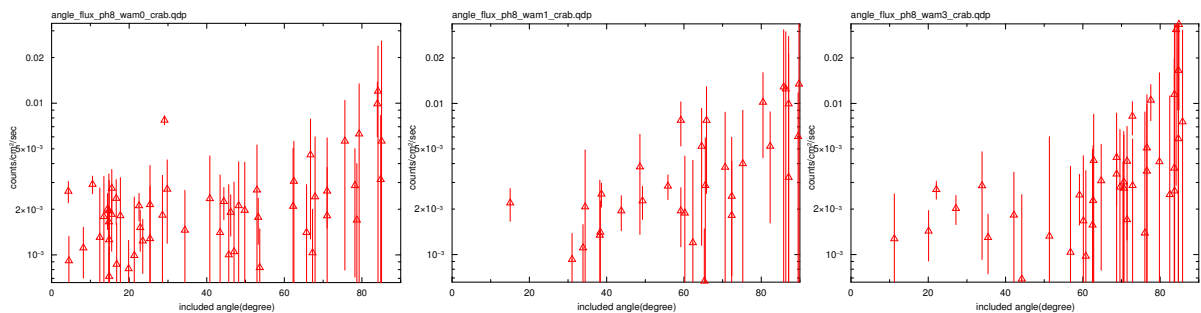


図 3.23: $\text{count/cm}^2/\text{sec}$ の角度依存 8 ch(180–210 keV) 左から WAM0,1,3 面

3.5.3 モデルフィットによる flux の導出

スペクトルフィッティングから 100–500 keV の flux(erg/cm²/sec) を求めた。フィッティングに用いたスペクトルは、パルスハイト ch 別に地食ライトカーブをフィッティングして得たものであり、用いたモデルは powerlaw であり、べきは 2.1 に固定して行なった。WAM 各面の正面方向と天体の方向とのなす角 60° 以上のものを除いた WAM 各面のライトカーブを図 3.24 に示す。図 3.24 では、図 3.17 と同じように、 2.04×10^8 sec 辺りを中心とした左右 0.04×10^8 sec の範囲 (有効面積約 400 cm² 以上) でフラットな形になっている。

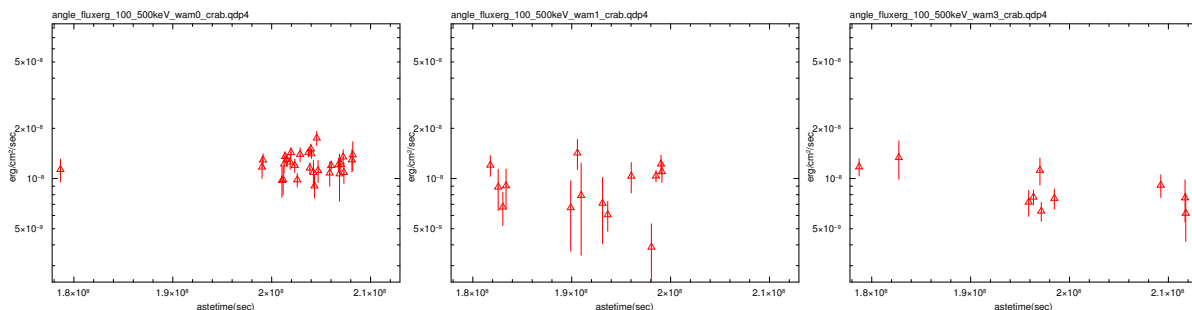


図 3.24: 100–500 keV のライトカーブ 左から WAM0,1,3 面

WAM 各面の flux の角度依存を 3.25 に示す。図 3.25 の WAM0 面では、なす角 60° 以内では、flux の不定性が 30% 以内に収まっている。60° 以上で flux が大きくなってきているのは、統計が悪いためにライトカーブのフィッティング精度が悪いことと、それによってキャリブレーションがうまくできていないことが原因と考えられる。

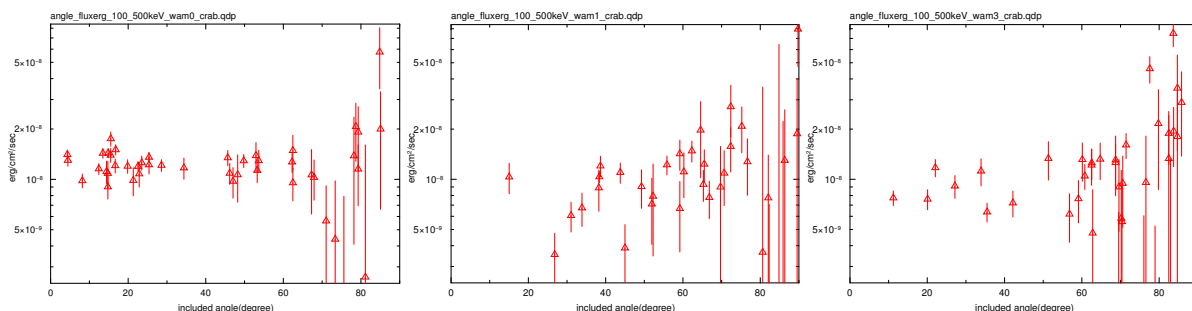


図 3.25: 100–500 keV の flux の角度依存 左から WAM0,1,3 面

WAM 各面の flux の頻度分布を 3.26 に示す。ガウシアンフィットにより、WAM0 面の平均値は、 $1.25 \times 10^8 \text{ erg/cm}^2/\text{sec}$ である。図 3.21 の WAM0 面を見ると、なす角 60° 以内で $1.25 \times 10^8 \text{ erg/cm}^2/\text{sec}$ 辺りに値が集中している。WAM1 面の平均値は $9.79 \times 10^9 \text{ erg/cm}^2/\text{sec}$ 、WAM3 面は $7.22 \times 10^9 \text{ erg/cm}^2/\text{sec}$ であり、WAM1,3 面ともに WAM0 面の平均値よりも低くなった。

INTEGRAL の観測結果では、 $1.05 \times 10^8 \text{ erg/cm}^2/\text{sec}$ となっている。WAM0 面の平均値は $1.25 \times 10^8 \text{ erg/cm}^2/\text{sec}$ であり、INTEGRAL の結果と比較するとやや高くなった。

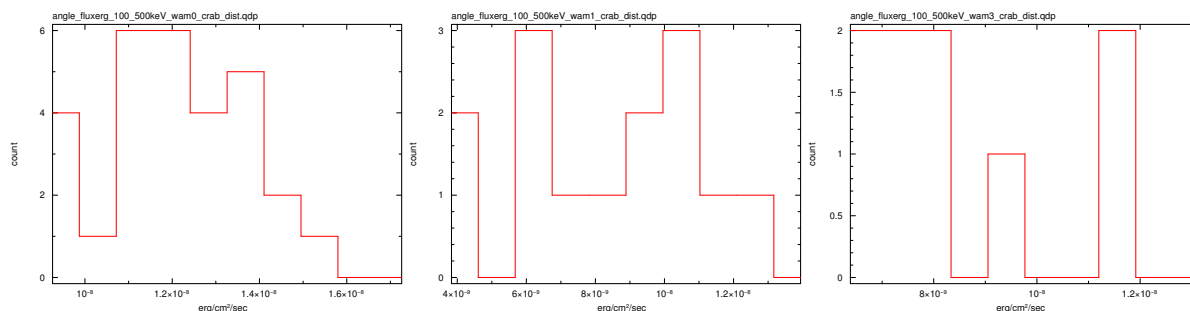


図 3.26: 100–500 keV での flux の頻度分布 左から WAM0,1,3 面

3.6 スペクトル

地食観測データの中で、2006年6月19日のかに星雲の方向がWAM0面の正面方向に最も近いものの1つを用いて作ったスペクトルを図3.27に、フィッティングパラメータを表3.2に示す。かに星雲の方向とWAM0面の正面方向とのなす角は 4.32° である。INTEGRALではPhoton indexが 2.17 ± 0.01 、100–500 keVでのfluxが $1.05 \times 10^{-8} \text{ erg/cm}^2/\text{sec}$ となっている。INTEGRALの結果と表3.2を比較すると、WAMのほうがfluxがやや高く、INTEGRALのfluxの約1.4倍となった。

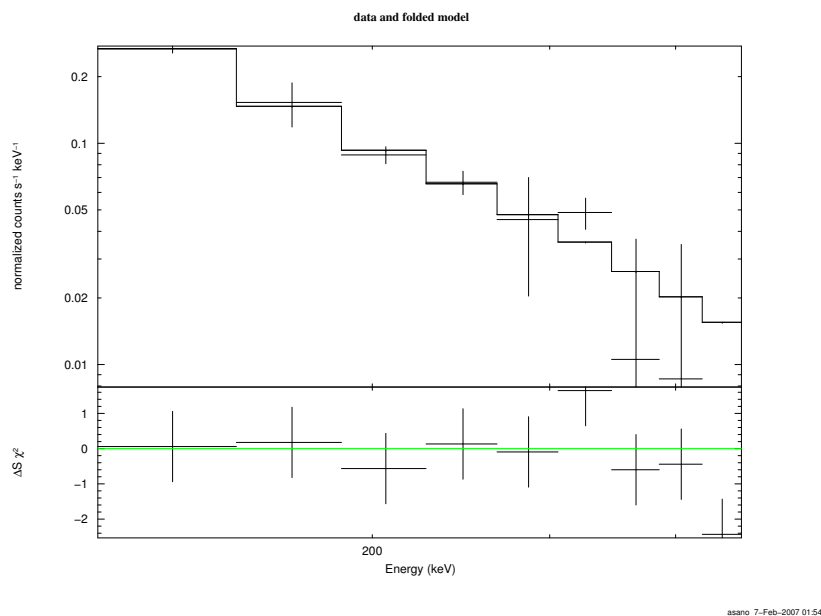


図 3.27: WAM の地食観測によるかに星雲のスペクトル

表 3.2: かに星雲のスペクトルフィッティングパラメータ

検出器	Photon index	100–500 keV flux(* $10^{-8} \text{ erg/cm}^2/\text{sec}$)
WAM	$2.12 \pm \begin{smallmatrix} 0.188 \\ 0.179 \end{smallmatrix}$	$1.44 \pm \begin{smallmatrix} 0.126 \\ 0.153 \end{smallmatrix}$

WAM0面において、なす角 60° 以内、パルスハイト2–11ch(60–440 keV)でのライトカーブのフィッティングの残差が5%以内のデータが、約400日の観測中30日あった。その30日間の地食ライトカーブを足し合わせて平均したライトカーブの地食ステップのフィッティングを行ない、より統計の良いスペクトルを求めた。そのスペクトルを図3.28に、スペクトルフィッティングパラメータを表3.3に示す。このときのレスポンスには、WAM0面の正面方向にかに星雲がある場合のものを用いた。図3.28において、700 keV 切りまではかに星雲が良く見えているが、800 keV–1 MeV 切りでは、存在しない構造が見えている。

表3.3の結果をINTEGRALの結果と比較すると、WAMでの結果はべきがやや低く、fluxはほぼ一致した。

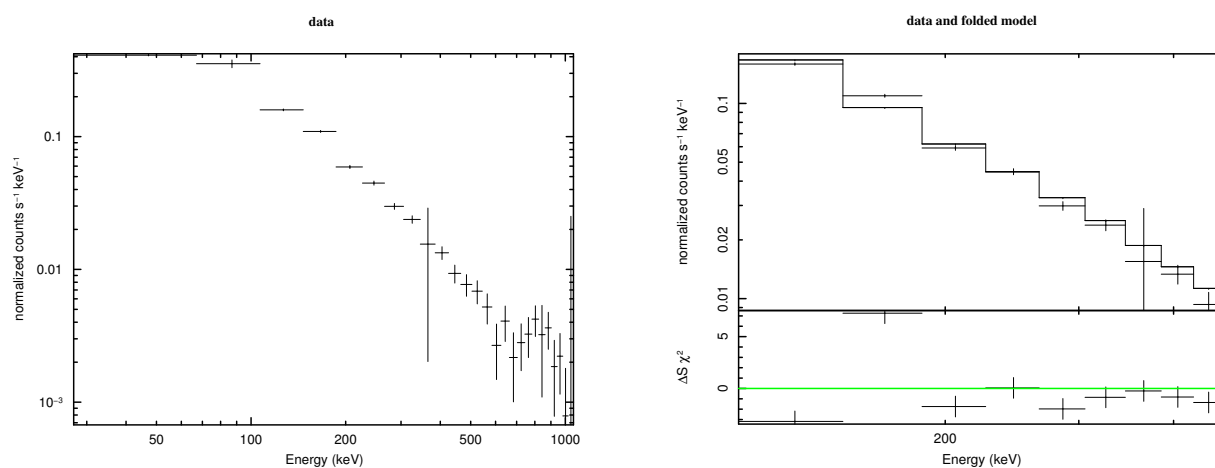


図 3.28: WAM0 面の地食観測によるかに星雲のスペクトル 30 日分のデータ

表 3.3: かに星雲のスペクトルフィッティングパラメータ 30 日分のデータ

検出器	Photon index	100–500 keV flux(*1e-09 erg/cm ² /s)
WAM	2.01 ± 0.00293	9.63 ± 0.135

本来、いろいろな方向からのかに星雲のデータを足しているのので、それを考慮したレスポンスを用いるべきだが、今回は簡単のため、上のように正面入射のレスポンスを用いたため、べきや flux が少し違った値を出しているものと考えられる。

3.7 まとめ

今回は、パルスハイト 2–11 ch(60–440 keV) の 1 bin1 秒のライトカーブのフィッティングによる残差が 5%以内のデータを用いた。地食によって得たライトカーブのカウントレートをパルスハイト ch 別に有効面積で割ってキャリブレーションした。その結果、低エネルギー側のパルスハイト 2 ch(60–100 keV) では、WAM1,3 面は WAM0 面に対して $\text{count}/\text{cm}^2/\text{sec}$ の値が低く、放射線の衛星の壁による吸収が見られ、2 ch より高エネルギーのパルスハイト 5 ch(180–210 keV)、8 ch(290–330 keV) ではあまり見られなかった。WAM 各面、各パルスハイト ch において、なす角 60° 以上で $\text{count}/\text{cm}^2/\text{sec}$ の値が大きくばらついてきた。

スペクトルフィッティングから求めた flux を用いたライトカーブにおいても、WAM 各面、各パルスハイト ch において、なす角 60° 以上で flux の値が大きくばらついてきた。WAM0 面では、なす角 60° 以内で、不定性が 30%以内に収まった。

第4章 CygX-1 とその他の天体の地食観測

4.1 CygX-1、その他の天体を地食観測する目的

かに星雲の地食解析における明るさの角度依存のキャリブレーションの評価をもとに、ブラックホール天体 CygX-1 の地食解析を行い、銀河系内のブラックホール天体などの明るい天体を毎日連続的に硬 X 線でモニターし、ブラックホール天体の硬 X 線の時間変動の様子を明らかにすることである。また、WAM0 面についてのみ、その他のブラックホール天体や AGN についても地食観測を行いスペクトルを得た。

4.2 ブラックホール天体 CygX-1 の地食観測

計算された CygX-1 が地食する時刻のライトカーブを図 4.1 に示す。図 4.1 は、2006 年 2 月 15 日の WAM0 面のパルスハイト 2 ch(60–100 keV) の 9 つのライトカーブを足し合わせて平均したものである。かに星雲と同様に、このライトカーブのフィッティングからスペクトルを作成し、スペクトルのモデルフィッティングから flux を求め、その flux をプロットした長期的なライトカーブを作成した。

図 4.2 に CygX-1 の約 400 日間の地食観測で得たライトカーブを示す。図 4.2 は、WAM0,1,3 面のデータを一緒にプロットしてある。WAM0 面は太陽パネルと同じ向きなので、常に太陽の方向を見ている。CygX-1 は、かに星雲に比べて太陽の通り道である黄道から離れている。そのため、WAM0 面の正面方向と天体の方向とのなす角の小さな良い条件の観測が、かに星雲の観測と比べて少ない。具体的には、かに星雲では、WAM0 面においてパルスハイト 2–11 ch のデータでのライトカーブフィッティングが 5%以内、なす角 60° 以内というデータは約 400 日間の観測中 30 日だったのに対して、CygX-1 では 20 日だった。

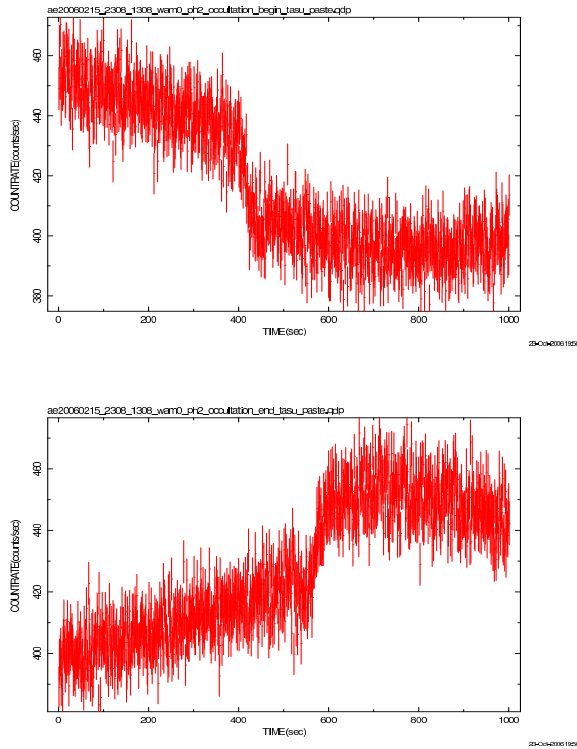


図 4.1: WAM0 面 2ch(60–100) keV の明るいライトカーブ
 $(\theta, \phi) = (94, 119)$ 、(上 地食 in、下 地食 out)

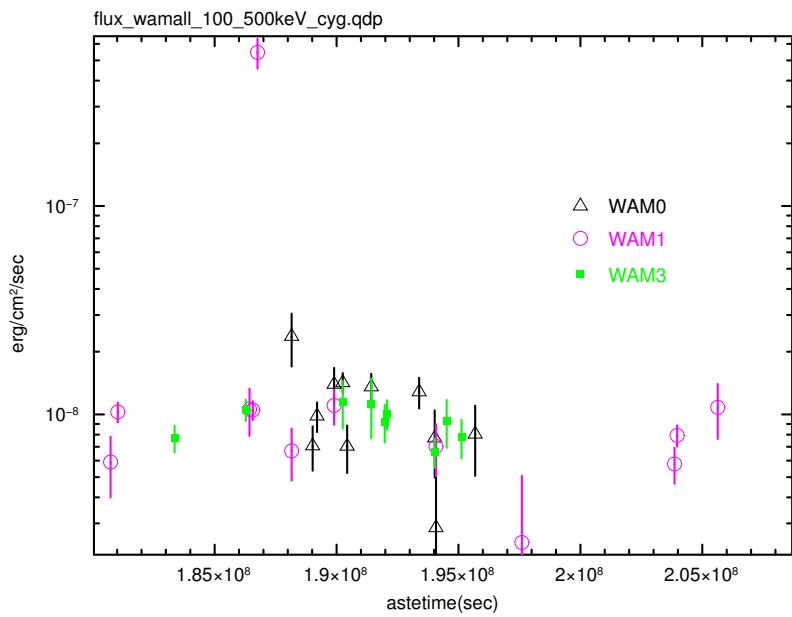


図 4.2: CygX-1 の 100–500 keV の約 400 日間のライトカーブ

長期観測における WAM 各面の CygX-1 の flux と、かに星雲の flux の平均に対する分散の比率を表 4.1 に示す。WAM0 面について見てみると、CygX-1 の値はかに星雲の値の約 5 倍である。これは、CygX-1 の変動が見えているためだと考えられる。WAM1、3 面については、かに星雲と CygX-1 の値に大きな違いが見られない。これは、地食解析における WAM1、3 面の flux の不定性に、CygX-1 のフラックスの変動が埋もれていることが考えられる。

表 4.1: かに星雲と CygX-1 の分散の比較

天体	WAM-ID	分散/平均
かに星雲	WAM0 面	0.12
	WAM1 面	0.47
	WAM3 面	0.25
CygX-1	WAM0 面	0.59
	WAM1 面	0.37
	WAM3 面	0.20

CygX-1 の WAM0 面で得た、パルスハイト 2-11 ch のデータでのライトカーブフィッティングが 5% 以内、なす角 60° 以内の 20 日分のデータを平均して統計を良くしたデータを用いて作成したスペクトルを図 4.3 に、フィッティングパラメータを表 4.2 に示す。

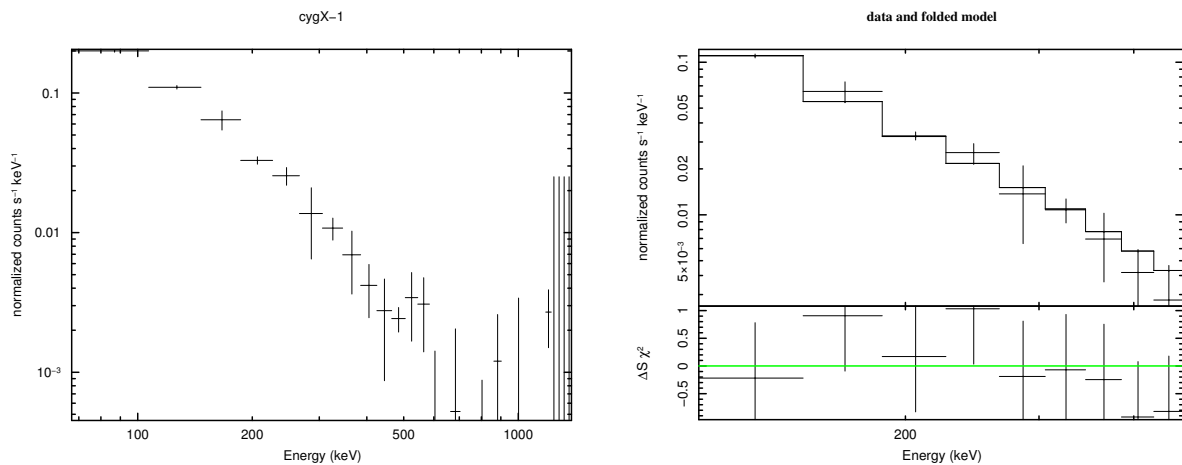


図 4.3: CygX-1 のスペクトル

表 4.2: CygX-1 のスペクトルフィッティングパラメータ 20 日分のデータ

検出器	Photon index	100-500 keV flux(*1e-09 erg/cm ² /s)
WAM	2.41 ± 0.0810	5.02 ± 0.216

4.3 その他の天体の地食観測

系外天体のAGNのCen_A、ブラックホール天体のGRO_1655-40、GRS1915+105、IGRJ16195-4945について地食観測を行なった。それぞれのスペクトルとかに星雲、CygX-1のスペクトルを図4.4、4.5、4.6、4.7、4.8、4.9に、フィッティングパラメータを表4.4に示す。Cen_Aは8日分、GRO_1655-40は14日分、GRS1915+105は9日分、IGRJ16195-4945は7日分のライトカーブを足し合わせて平均をとったデータを用いた。これらの天体については、かに星雲やCygX-1のように約400日分の解析は行なっておらず、あらかじめなす角の小さい日を選び、その中でパルスハイト2-11 ch(60-440 keV)のライトカーブフィッティングの残差が5%以内のものを用いた。

表4.4より、どの天体も、かに星雲に対するfluxの比が、他の観測で求まっている値と近いので、正しい結果が出ていると考えられるが、感度ぎりぎりと思われるGRS1915+105、IGRJ16195-4915については、有意性については注意が必要である。

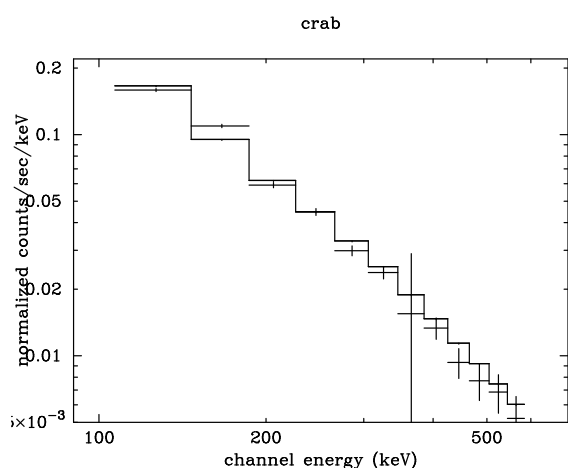


図 4.4: かに星雲のスペクトル

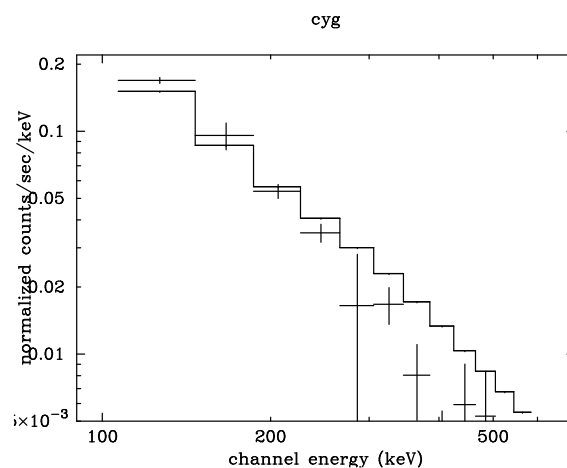


図 4.5: CygX-1のスペクトル

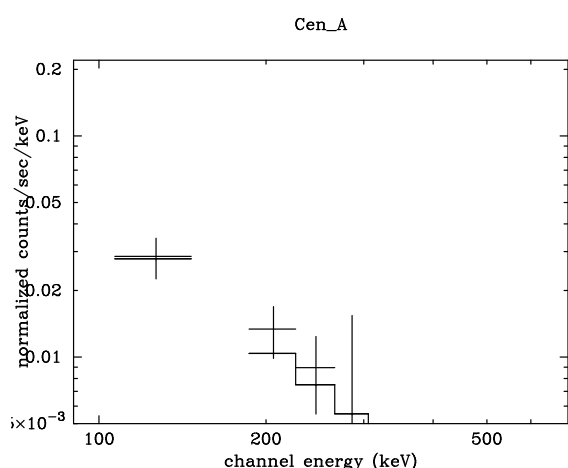


図 4.6: Cen_Aのスペクトル

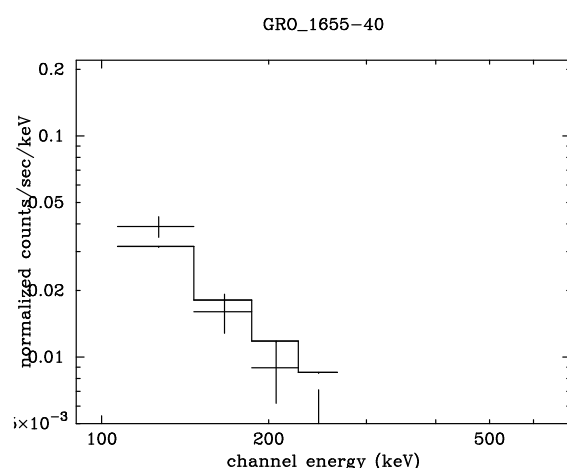


図 4.7: GRO_1655-40のスペクトル

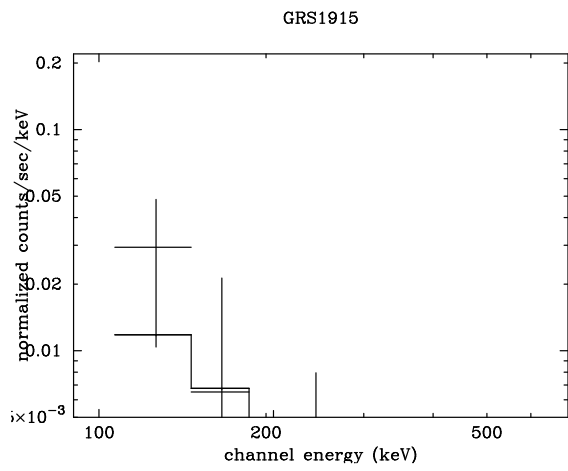


図 4.8: GRS1915+105 のスペクトル

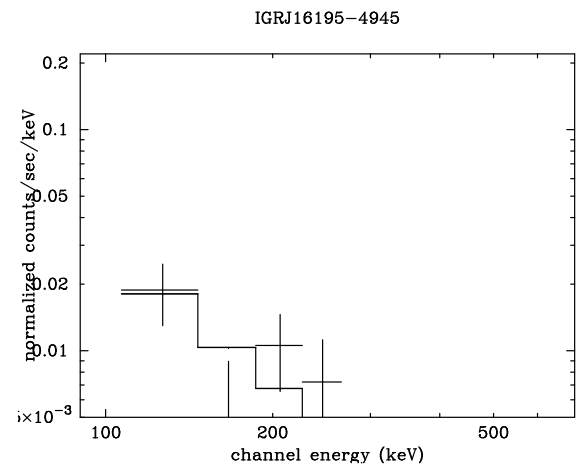


図 4.9: IGRJ16195-4945 のスペクトル

表 4.3: スペクトルフィッティングパラメータ

天体	normalization
かに星雲	3.65 ± 0.0364
CygX-1	3.31 ± 0.0890
Cen_A	0.610 ± 0.0990
GRO_1655-40	0.694 ± 0.0638
GRS1915+105	0.259 ± 0.141
IGRJ16195-4945	0.397 ± 0.0927

4.3.1 検出の不定性

地食解析では、実際に天体がないのに、間違えて検出されてしまう可能性も考えられる。そこで、ここでは、WAMの帯域では非常に暗くて検出されるはずのない空の領域 (Lockman Hole) を同じように地食解析してみた。図 4.10 に得られたスペクトルを示す。このように、検出されるはずがなくても検出されてしまうのは、解析方法 (主に地食ライトカーブのフィット) が完全ではないことを意味し、今後改善を要する。現状では、図に示す程度の検出の不定性があることを意味し、これより明るい天体なら、現状では有意に検出できると言って良い。今回行なった天体のうち、かに星雲、CygX-1、Cen_A、GRO_1655-40、GRS1915+105、IGRJ16195-4945 は図よりも十分に明るいので検出できたと言ってよいが、GRS1915+105 は有意な検出とは言えない。

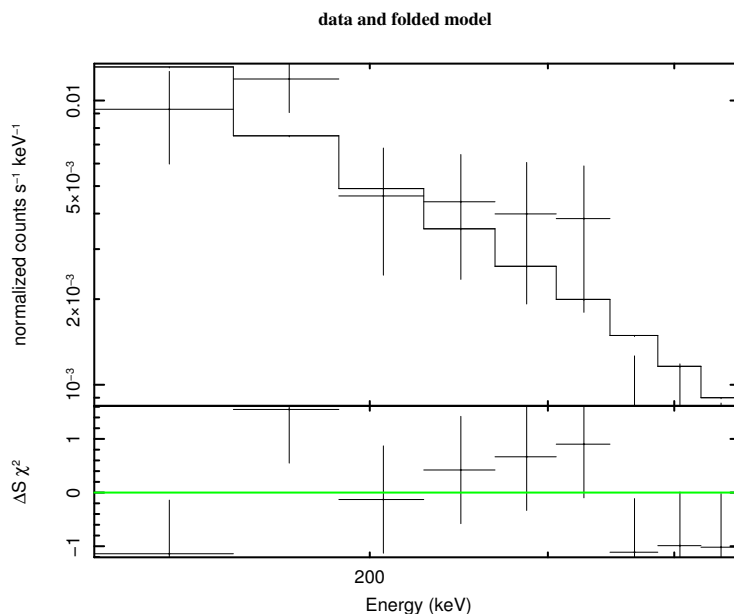


図 4.10: lockmanhole のスペクトル

表 4.4: スペクトルフィッティングパラメータ

観測対象	normalization
lockmanhole	0.29 ± 0.0494

4.4 まとめ

地食観測により CygX-1 のライトカーブ、スペクトルを得た。

かに星雲と CygX-1 の長期観測における WAM0 面の flux の分散の比較より、CygX-1 の変動が見えていると考えられる。WAM1、3 面については、かに星雲と CygX-1 の値に大きな違いが見られなかったため、地食解析における WAM1、3 面の flux の不定性に、CygX-1 の flux の変動が埋もれていることが考えられる。

スペクトルフィッティングより、CygX-1、Cen_A、GRO_1655-40、GRS1915+105、IGRJ16195-4945 について、かに星雲に対する flux の比が、他の観測で求まっている値と近いので、正しい結果が得られたと考えられる。

第5章 まとめと今後

5.1 まとめ

今回かに星雲の地食解析を行ない、地食解析による結果のキャリブレーション精度を見積もった。その結果、2 ch(60–100 keV) では WAM0 面に比べて WAM1、3 面は天体からの放射線の衛星の壁による吸収が多く、それをキャリブレーションしきれていないため、 $\text{count}/\text{cm}^2/\text{sec}$ の値が WAM0 面に対して低くなることがわかった。

かに星雲での地食解析により、WAM 各面において、なす角 60° 以上で $\text{count}/\text{cm}^2/\text{sec}$ と $\text{flux}(\text{erg}/\text{cm}^2/\text{sec})$ とともに値が大きくばらつき出すことがわかった。また、WAM0 面においてはなす角 60° 以内で $\text{flux}(\text{erg}/\text{cm}^2/\text{sec})$ が 30% 以内の不定性に収まることがわかった。

かに星雲と CygX-1 の WAM0 面の flux の分散の比較より、CygX-1 の変動が見えていると考えられた。WAM1、3 面については、かに星雲と CygX-1 の値に大きな違いが見られなかったため、地食解析における WAM1、3 面の flux の再現性の不定性に、CygX-1 の flux の変動が埋もれていることが考えられる。

CygX-1、Cen_A、GRO_1655-40、GRS1915+105、IGRJ16195-4945 については、かに星雲に対する flux の比が、他の観測で求まっている値と近いので、正しい結果が出ていると考えられる。

5.2 今後

今後の課題としては、レスポンスの不定性の調査をさらに進めて、測定精度を向上させることが挙げられる。

また、フィッティング精度の向上のために、最適なライトカーブのフィッティング方法を考えて行なう必要がある。考えられる方法としては、ピンまとめを行なうこと、フィッティング範囲、フィッティングの式を変えることである。

最も flux のキャリブレーション精度の高い WAM0 面において、なす角 60° 以内で観測できる回数が限られているので、長い時間地食観測を続けることで、より統計の良い観測を行ない、ブラックホール天体の変動について調査し続ける必要がある。

Acknowledgment

本研究にあたり、さまざまな御指導頂きました大杉先生、深沢先生には深く感謝いたします。様々なアドバイスを頂きました大野さん、高橋さんには大変助けられました。心から感謝いたします。さらに、解析やその他の面におきまして、御協力と激励を頂きました広島大学高エネルギー宇宙・素粒子実験研究室の皆様には感謝いたします。

関連図書

- [1] 大野 雅功 『Astro-E2 衛星搭載 ガンマ線バーストモニタの信号処理回路の開発と応答関数の構築』 修士学位論文、広島大学理学研究科物理科学専攻、2004 年
- [2] 高橋 拓也 『X 線天文衛星すざく搭載 広帯域全天モニタ (WAM) のバックグラウンド解析』 修士学位論文、広島大学理学研究科物理科学専攻、2006 年
- [3] 平澤 歩 『Astro-E2 衛星搭載 WAM を用いた全天硬 X 線観測における天体位置決定の研究』 卒業論文、広島大学理学研究科物理科学専攻、2005 年
- [4] 阿部 由紀子 『X 線観測によるブラックホール連星周囲の降着円盤の物理状態の分類』 修士学位論文、広島大学理学研究科物理科学専攻、2005 年
- [5] J.C. Ling et al. 2002APS..APRN17091L
- [6] J.C. Ling et al. 1997ApJ...484..375L
- [7] L.Bouchet et al. 1991ApJ...383L..45B
- [8] P.Sizun et al. 2004inun.conf..815S