

ガンマ線バースト多波長即時解析システムの構築と GRB061121の観測

上原 岳士

広島大学 理学部 物理科学科

B034324

高エネルギー宇宙・素粒子実験研究室

2007年2月9日

概要

ガンマ線バースト (Gamma-Ray Burst; GRB) の大きな特徴は、三つある。第一に、等方的に放射しているならば、瞬間的にはエネルギー放出率は宇宙に存在する全ての銀河分がそれ以上、つまり、宇宙で最大の爆発であること。第二に、一日に一回程度の頻度で起こること。第三に、宇宙論的距離に存在し、人類の見つけているものの中で最遠方クラスの天体の一つであること。さらに、赤方偏移 $z > 10$ の遠方でも検出可能であるため、高赤方偏移 GRB を用いた初期宇宙の探求や宇宙論的研究もまた、次のフロンティアとして期待されている。

しかし、GRB の継続時間は 0.01-300 秒しかない。そのために、観測は非常に難しく発見以来 35 年以上はその起源は謎のままだった。継続時間が非常に短いため、GRB 後すぐに観測することが最も重要である。最近、人工衛星によるガンマ線や X 線の即時観測はバースト発生から数十秒後に可能になり、充実したものになってきた。また、GRB Coordinate Network (GCN) のような GRB 発生のアラートをインターネットで全世界に発信する体制も構築された。その結果、GRB 後に観測される『残光』の研究も可能になった。しかしながら、可視光観測での爆発初期の即時観測システム (GCN 発信後 30 秒以内) は北半球の太平洋-東アジア領域の 1.5m 以上では構築されていない。そのため、他の波長と違い可視光は夜しか観測できないので、アメリカ、ヨーロッパと独立に日本周辺でも整備は必要である。

こうした中、私の研究グループの GRB の研究体制の特徴として、二つ重点的なものがある。第一に、ガンマ線、X 線の装置開発を行っているため、装置について熟知していてデータをいち早く解析し、—X 線での高精度なスペクトルなどを得ることである。第二に、広島大学かなた望遠鏡によって GRB の残光の可視・近赤外の測光や偏光観測からデータを得心することである。つまり、GRB 初期からの多波長観測による —X 線-可視・近赤外でのスペクトルや、可視偏光観測から得られる情報を基に GRB の謎に迫ることを目指している。本論文では、その一環としてかなた望遠鏡の即時観測と Swift・すざく衛星による解析を用いて多波長即時解析システムの構築を行った。

さらに、今回、GRB 多波長即時解析体制の立ち上げ中に非常に明るいガンマ線バースト GRB061121 を観測できた。また、Swift 衛星が観測していたので、構築した多波長解析システムを使って可視とガンマ・X 線の多波長のデータを得心することができた。この GRB の残光は減光の様子が、これまであまり観測されていない稀なものであることがわかった。それにより、残光の放射領域の情報を引き出すことができた。

GRB061121 はまだ即時観測体制を用いてないときの成果である。今回立ち上げた即時観測体制を用いれば、北半球の太平洋-東アジア領域の 1.5 m 級可視望遠鏡では初めての多波長即時解析ができる。その結果、ガンマ線バーストの謎の解明に大きく貢献できると期待される。

目次

第1章	序論	6
1.1	研究の背景	6
1.1.1	ガンマ線バーストの研究の歴史	6
1.1.2	ガンマ線バーストにおける現状の問題点	12
1.2	広島大学の GRB の研究の長所と体制	13
1.3	目的	13
第2章	本研究で用いる GRB 観測機器	14
2.1	かなた望遠鏡	14
2.1.1	基本性能	14
2.1.2	TRISPEC	15
2.1.3	HOWPol	16
2.2	Swift 衛星	18
2.2.1	BAT	19
2.2.2	XRT	19
2.2.3	UVOT	20
2.3	すざく衛星	22
2.4	GLAST	23
第3章	GRB 多波長即時解析体制の立ち上げ	25
3.1	かなた望遠鏡による GRB 自動即時観測システムの構築	26
3.1.1	GCN から GRB の座標の取得	26
3.1.2	かなた望遠鏡による観測の可能・不可能の判断	26
3.2	Swift の解析手順	28
3.2.1	Swift 衛星のデータの解析ソフト	29
3.2.2	BAT	29
3.2.3	XRT	29
3.2.4	UVOT	31
3.3	WAM によるモニター	32
3.4	かなた望遠鏡	33
第4章	初期成果：GRB061121	35
4.1	fireball モデルと GRB 後三時間	35
4.2	GRB061121 を観測とデータ解析	41
4.2.1	Swift による GRB 検出	41
4.2.2	かなた望遠鏡の観測	43
4.2.3	X 線と可視光の光度曲線	43
4.2.4	X 線と可視光のスペクトル解析	45

4.3	GRB061121 の Discussion	48
4.3.1	残光後期の振舞	48
4.3.2	v_m が可視域を通過するときとスペクトル	49
4.4	GRB061121 のまとめ	50
第 5 章	本研究のまとめと課題	51
5.1	本研究のまとめ	51
5.2	今後の課題	51

目次

1.1	1974年4月14日と27日のGRBの2 keV-5.1 MeVのスペクトル	6
1.2	BATSEの発見：GRBが等方的に分布	7
1.3	GRBの継続時間の頻度分布	8
1.4	Short/Long GRBのHardness ratio	8
1.5	GRB990228のX線残光	9
1.6	VLTで取得されたGRB030329残光のスペクトルの時間変化	10
1.7	SN2003dh/GRB030329のスペクトル	10
1.8	GRB後3時間以内のX線残光の大まかな光度曲線	11
1.9	short GRB GRB050709のイメージ	12
2.1	天文台ドーム	14
2.2	かなた望遠鏡	14
2.3	TRISPECの光路と二枚のダイアロックミラー	16
2.4	TRISPECとHOWPolのそれぞれのバンドでの検出できるGRBの限界等級	17
2.5	Swift概念図	18
2.6	SwiftによるGRBの観測の流れ	18
2.7	UVOTのそれぞれのフィルターの波長領域と感度	21
2.8	主検出器の周りのWAM検出器	22
2.9	GLASTの視野	23
2.10	GLASTの分解能	23
3.1	解析までの大まかな流れ	25
3.2	GCNの概要	26
3.3	人工衛星からの信号を受信するアンテナの世界地図での分布	26
3.4	天球の天の北極・南極の概念図	27
3.5	赤経の概念図	27
3.6	BATが検出したGRB061121の光度曲線	29
3.7	BATが検出したGRB061121のスペクトル	29
3.8	XRTが検出したGRB050904の光度曲線	30
3.9	XRTによるGRB050904のスペクトル	30
3.10	UVOTによるGRB070110の観測	31
3.11	WAMの4面によるGRB061210の光度曲線	32
3.12	WAM2面のバンドごとのGRB061210の光度曲線	32
3.13	WAM2面のGRB061210のスペクトル	33
4.1	fireballモデルの概念図	35
4.2	電子の分布とスペクトル	37
4.3	synchrotron-shockモデルのスペクトルと光度曲線	39
4.4	synchrotron-shockモデルが再現した光度曲線	40

4.5	最初の三時間の GRB 残光の X 線光度曲線の概念図	41
4.6	BAT によって検出された GRB061121 の画像	42
4.7	BAT が検出した GRB061121 の光度曲線	42
4.8	BAT が検出した GRB061121 のスペクトル	42
4.9	XRT によって検出された GRB061121 の画像	42
4.10	かなた望遠鏡の GRB061121 の R バンドのイメージ	44
4.11	XRT と可視の GRB061121 の光度曲線	45
4.12	GRB061121 の可視光度曲線の平らな段階	46
4.13	GRB061121 の残光のスペクトル	47
4.14	五種類の時間に分けた X 線と可視光の同時多波長スクトル	48

表 目 次

2.1	望遠鏡の仕様	15
2.2	TRISPEC の性能の概要	15
2.3	HOWPol 基本性能	16
2.4	Swift 衛星 BAT 検出器と他の衛星の検出器との比較	19
2.5	Swift 衛星 XRT 検出器の概要	20
2.6	UVOT の基本性能	21
2.7	WAM 性能	23
2.8	GLAST と EGRET の概要の比較	24
3.1	かなた望遠鏡と GRB 観測記録	34
4.1	減光の振舞の時間のべき指数	40
4.2	UVOT のそれぞれのフィルターによる RB061121 の観測結果	43
4.3	かなた望遠鏡の GRB061121 の R フェイルターによる観測結果	44
4.4	GRB061121 光度曲線 の broken power-law モデルのパラメーター	46
4.5	XRT による GRB061121 のスペクトルの それぞれのパラメーター	46
4.6	それぞれの時間での X 線のスペクトルにフィットした値	47
4.7	GRB の母銀河と思われる候補	50

第1章 序論

1.1 研究の背景

1.1.1 ガンマ線バーストの研究の歴史

ガンマ線バースト (Gamma-Ray Burst, 以下 GRB) とは突然、天球のある一点から 0.01—300 秒にわたり膨大な量 ($\text{Flux} = 10^{-6} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$) のガンマ線を降らせるものである。そのガンマ線のエネルギーは 250 keV 程度を極大にもち数 keV—数 MeV である。GRB の歴史は検出器の歴史とともに七段階にわけられる。

VELA 衛星

アメリカ合衆国は軍事衛星 VELA を 4 機打ち上げていた。その衛星が、1967 年に GRB を発見したのである。しばらくは軍事機密だったが、宇宙から来ていたことが明らかになり 1973 年に発表した [8]。

その当時は、スペクトル (図 1.1) から GRB は非熱的放射であることくらいしか分かっていなかった [9]。その時代のガンマ線のための観測では位置精度が数度である。1 度の中に他の波長領域で光る天体は多数あるため、他の波長で追跡観測して対応天体を見つけ出すことは困難だった。そのため、距離や爆発起源などは謎のままであった。

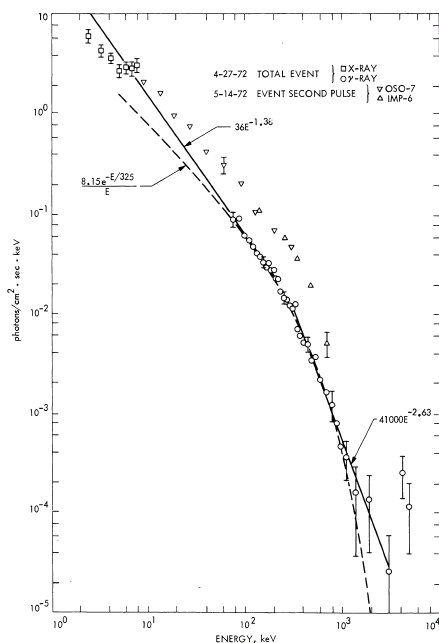


図 1.1: 1974 年 4 月 14 日と 27 日の GRB の 2 keV-5.1 MeV のスペクトル (Metzger et al. 1974, Trombka et al. 1974)

ぎんが衛星

日本の3番目のX線天文衛星 **ぎんが** に搭載されていた GRB 検出器 によって初めてガンマ線とX線と研究がスタートした。その結果、X線も放射し、さらにあるものはサイクロトロン共鳴吸収線を示すことがわかった。そのため、X線バーストの一種である可能性が指摘された。低質量X線連星で見られるX線バーストは伴星のガスが中性子星に降り積もって定期的に積もったガスが爆発的に核燃焼して熱放射のX線を放射するものである。その一種で磁場が強い中性子星ではないかと提案された。後に、このような現象は軟ガンマ線リピーター (SGR) という GRB とは別種のものであることが明らかになった。

BATSE 検出器

CGRO 衛星の検出器 BATSE が登場した。これはそれまでの GRB 検出器の 100 倍の有効面積を持っている。発見は 4 つあり、GRB は 1 日あたり 1 個の頻度で発生し、等方的に分布していることが明らかになった (図 1.2)、これらから、太陽近傍の中性子星説、X線バースト説は棄却された。つまり、銀河系内で GRB が発生しているならば、星の多い銀河面に発生が集中していたはずである。しかし、そのような集中は見られなかった。そこで条件にあう説は、二つに絞られた [10]。一つは、誕生時に超新星爆発によって大きな速度を得た電波パルサー (中性子星) が、我々の銀河の重力ポテンシャルを振り切って銀河のハローに広く分布するという説である [11]。もう一つは、はるか遠くの宇宙論的距離で発生する説である [12]。

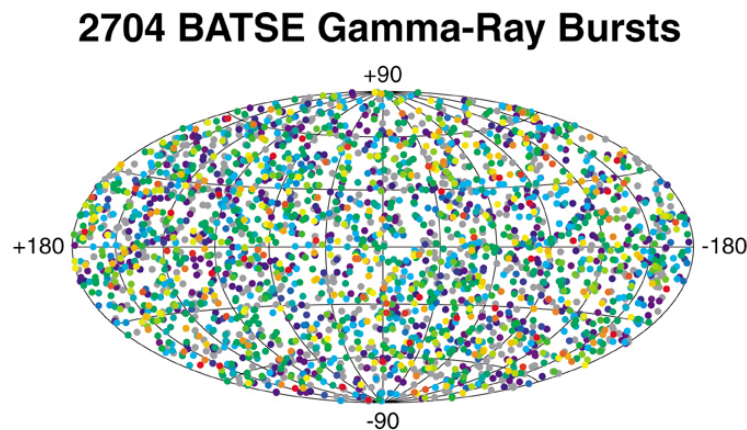


図 1.2: BATSE が観測した GRB の発生場所を銀河座標で示したもの。GRB が等方的に分布しているのがわかる。

BATSE の発見は、さらに GRB の継続時間が長いものと短いものの二つに分かれることを示したことである。図 1.3 は、GRB の T90 (バーストのフォトンの 90 % が入る時間) 毎の個数分布である。2 秒を境にして、2 つの分布に分かれる [13]。図からわかるように 2 秒以下のものを short GRB、2 秒以上のものを long GRB と呼ぶ。また図 1.4 は、Hardness ratio と継続時間の関係を示したものであり、縦軸は 100-300 keV のカウント数を 50-100 keV のカウント数で割ったもの、横軸は T90 である。次に記述する BeppoSAX 衛星のデータも追加されているが図 1.4 も得ることができた。これは short GRB のスペクトルが高エネルギー側で、long GRB が低エネルギー側の傾向にあることがわかる。

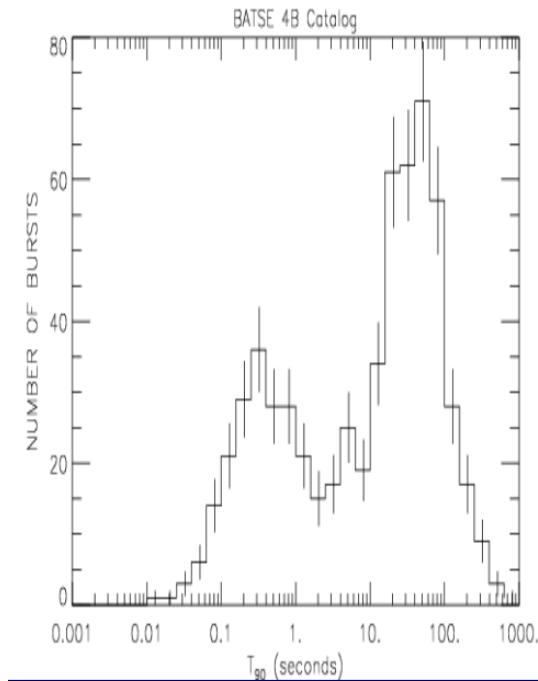


図 1.3: 継続時間の頻度分布

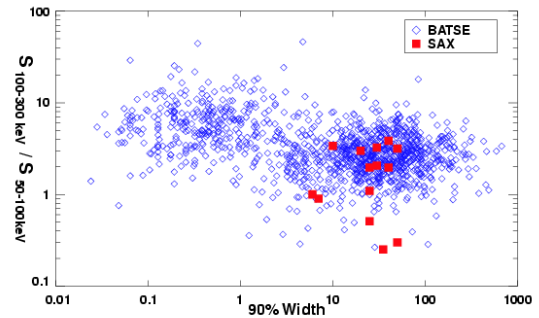


図 1.4: Short/Long GRB の Hardness ratio

BeppoSAX 衛星

NASA の GRB Coordinate Network(GCN) で GRB 発生のアラートをインターネットで全世界に発信する体制も構築された。その同時期に BeppoSAX 衛星の即時観測機能を活かし、GRB の研究は大きな進展を見せた。この機能により、GRB の発生した方向に X 線残光が発見され(図 1.5)、その位置が数分角の精度でわかった。そのため、可視光望遠鏡の狭い視野でも探すことができるようになった。その結果、可視光、電波でも残光が発見された [14][15]。また、光学残光の同定がされている GRB はほとんど系外銀河に付随していることもわかった [16]。可視光観測から、残光のスペクトルや GRB を含んでいる銀河のスペクトルの吸収線や輝線が観測できると、距離を求めることができる。これらの波長は、宇宙が膨張していることにより、我々に届いた時には長波長側に移動する。この偏移量(以下 赤方偏移)の測定によって距離を決定することができる。スペクトルの観測から、GRB が 100 億光年程度の宇宙論的な距離で爆発していることが、明らかになった [17]、[18]。さらには、残光は時間のべき乗($\sim t^{-1}$)で減光することも判明した。

観測されているバーストの明るさを、そのような宇宙論的距離にある点源で説明するためには、莫大なエネルギーが必要となる。放射が等方的に出ているとすると、明るいものでは、太陽質量程度のエネルギーが数秒で放出されていることになる。このエネルギー放出率は、瞬間的には宇宙のすべての銀河のエネルギー放出率を合わせたものと同じかそれ以上になり超新星の 1000 倍の明るさに達する。従って、GRB は宇宙でもっとも激しく明るい現象と言える。

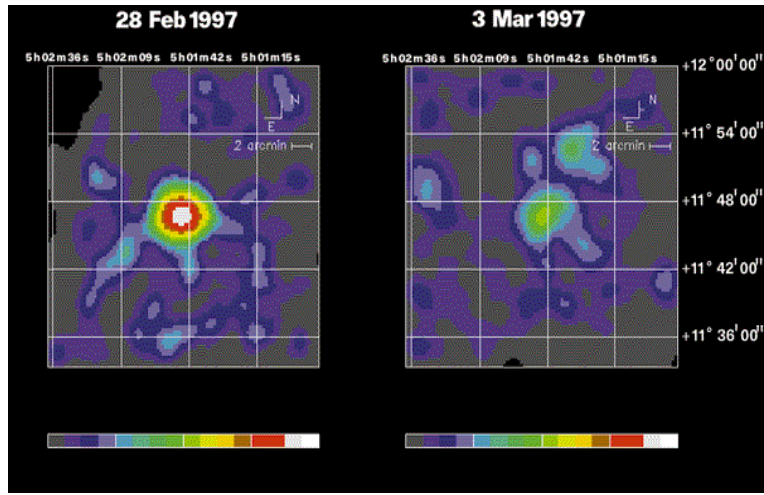


図 1.5: BeppoSAX による GRB990228 の X 線残光：左は GRB 発生 8 時間後のイメージ、右は二日後のイメージ

HETE-2

第五に、2000 年 10 月 9 日に理化学研究所が米、仏と共同で開発した初めての GRB 専用小型衛星 HETE-2(High Energy Transient Explorer 2；高エネルギートランジェント天体探査機) が打ち上げられた。この衛星は広いエネルギー範囲(軟 X 線—ガンマ線)で同時に観測でき、GRB の位置を即座に精度良く決定し、GRB の座標は検出後数秒以内に地上観測者に伝えられる。それによって発生直後の詳しい観測が世界中の地上望遠鏡で行われるようになった。

その成果の一つに、2003 年 3 月 29 日の GRB(GRB030329) についての高精度の迅速な位置速報がある。この GRB の残光が南米 チリにある Very Large Telescope (VLT) を用いて、分光観測(図 1.6)された [19]。4 月 3 日頃(黄色)に取られたスペクトルはガンマ線バーストの残光で見られる典型的な形(構造のないスペクトル)をしている。しかし、時間が経過すると、構造をもったスペクトルに変化した。このスペクトルの構造は水素やヘリウムの外層を失った星が最後に起こす大爆発(Ic 型超新星爆発)のものと一致する。つまり、GRB の残光から、超新星爆発との関連を示した。

国立天文台すばる望遠鏡でも、GRB030329 と超新星爆発(SN2003dh)の見かけの位置が一致し、超新星爆発と GRB 発生の爆発時刻が 8 日前から 2 日後の間に限定されることを見つけた [20]。この SN2003dh のスペクトルは、特殊な超新星である極超新星 SN1997ef や SN1998bw のスペクトルに良く似ていることがわかり(図 1.7)、GRB と極超新星が関連した現象であることを示唆する。

Swift 衛星

第六に、3 種類の検出器を搭載する GRB の観測専用衛星 Swift が 2004 年に打ち上がった。バースト発生から数十秒後の観測が可能になり、そのため、これまでできなかった、GRB が起こってから 3 時間以内の X 線の即時観測が可能になった。その結果、以下のような主要な発見がある。

- 1、従来の理論予測から外れる GRB 初期での X 線残光の振舞 [21] [22] [23] [24] [25] [26]。
- 2、Short GRB の残光発見と母銀河の同定 [27][28]。

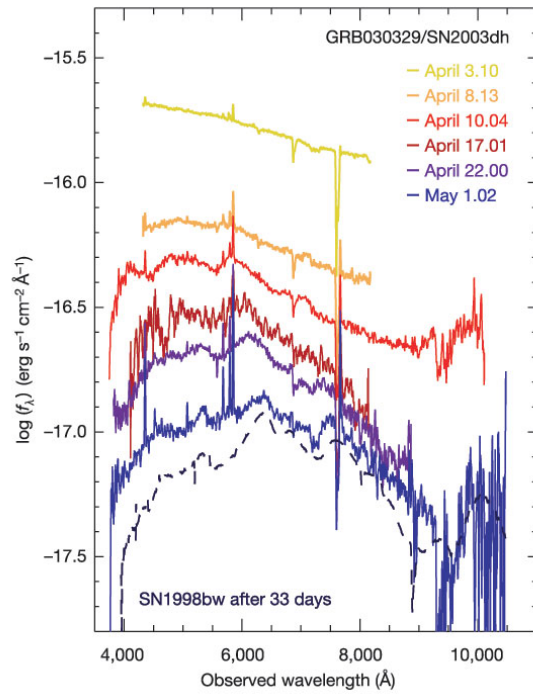


図 1.6: VLT で取得された GRB030329 残光のスペクトルの時間変化 (Hjorth et al.2003)

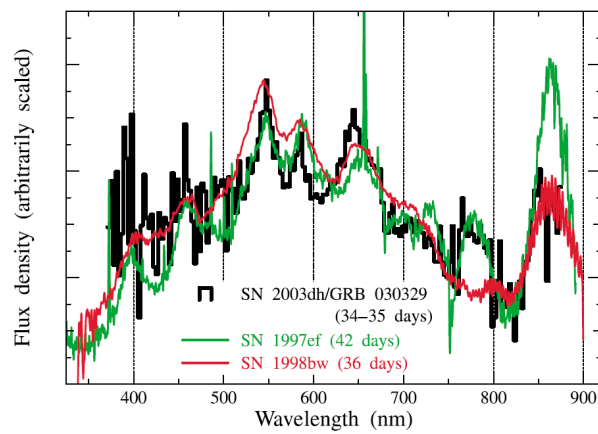


図 1.7: SN2003dh/GRB030329 (黒)、SN1997ef (緑)、そして SN1998bw(赤) のスペクトルの比較。

3、高赤方偏移での GRB の発見 [29]。

4、即時光学・赤外閃光の発見 [30]。

まず、図 1.8 は、予想外の X 線残光の振舞を説明したものである。X 線の初期残光は $\sim t^{-1}$ の光度曲線を延長したのになると予想されていた。ところが観測された X 線の初期残光は次の 3 点で予想をはずれさせた。

- 1、最初の約 ~ 100 秒、 $\sim t^{-3}$ 程度で急な減光 (Fast decay) になる。
- 2、その後 $\sim t^{-0.5}$ 程度で平坦になる。
- 3、約半数の残光に短時間だけ明るくなる X 線フレアがみつかった。

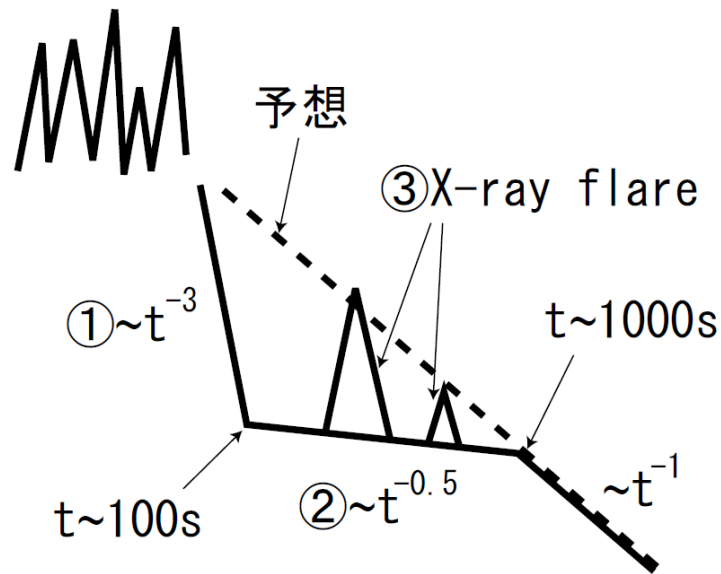


図 1.8: X 線残光の大まかな光度曲線。横軸は時間、縦軸は flux。予想と観測が違ったのがわかる。

short GRB

最後に、2005年7月9日に初めて short GRB の残光を可視光で捉えることに成功した。これまで、残光の減衰が速いため、正確な位置が特定することが難しく、観測は long GRB に限られていた。しかし、ガンマ線観測衛星 HETE-2 が GRB050709 を見つけたところ残光の位置に超新星は発見されなかったが、比較的近くの銀河の、それも外縁部で起きていた。銀河外縁部は超新星が起こりにくく、他の観測事実をふまえて、これは、長い GRB が遠方の銀河の活発な領域で多く観測されているのと対照的である。最近では short GRB は中性子同士の合体という説が有力となっている。

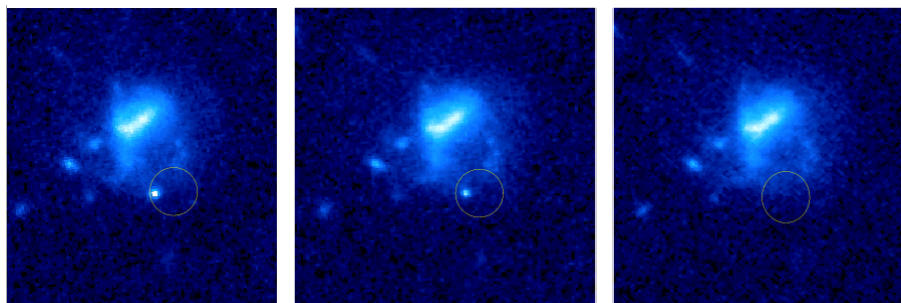


図 1.9: GRB050709 の GRB 発生から右から 5.6、9.8、34.7 日後の残光である。GRB が所属すると考えられる銀河もあり、GRB はその銀河の外縁部にあるのもわかる。

1.1.2 ガンマ線バーストにおける現状の問題点

現在の問題点は以下のものが挙げられる。

1. long GRB と超新星との関係とそれによるブラックホールの生成
2. short GRB と中性子星やブラックホールの衝突
3. X 線での初期残光の折れ曲がり
4. X 線フラッシュと GRB の関係
5. 残光中に X 線でまた増光するもの (X 線フレア)
6. セントラルエンジンと相対論的なシェルの放出機構
7. シンクロトロン、ジッター、熱的放射などの GRB の放射
8. ジェット自体とその磁場の構造
9. ガンマ線の放射のエネルギーが全帯域での放射エネルギーの 90% を超過
10. GRB の明るさと初期宇宙

これらの問題点を解決する手がかりは爆発初期に隠されている。Swift 衛星や GCN の構築のおかげで、地上の望遠鏡でも即時観測ができるようになった。しかし、Swift 衛星の紫外線-可視領域の検出器である UVOT は口径が 30 cm であり紫外線や青い側の可視光しか観測できず、それらの波長域は星間減光を受けやすいため、赤い側の可視光や近赤外線

の観測が別に必要になる。また、地上の可視観測は夜しかできず日本付近の空で GRB が起こったとき、GCN 受信後 30 秒以内で観測できる望遠鏡は 1.5 m 以上では構築されていない。

さらに、GRB のジェット構造の解明の糸口となる磁場構造に迫れる偏光検出器をもった望遠鏡も少ない。したがって、GRB の残されている問題の多くの解明のためには GCN 受信後 30 秒以内に観測可能な 1 m クラスの口径をもった望遠鏡が必要となる。また、望遠鏡に取り付ける検出器も単純な撮像だけでなく、偏光観測も必要である。

1.2 広島大学の GRB の研究の長所と体制

我々の研究グループでは、大きくわけて二つの体制を取っている。第一に、GLAST 衛星の主検出部やすざく衛星の中で広い観測エネルギー領域の硬 X 線検出器 (HXD-II) の開発である。そのため、検出器の装置について詳しくデータを即座に利用できる。また、ガンマ線バースト専門衛星 Swift 衛星のデータ解析もできる。第二に、広島大学の可視・近赤外望遠鏡『かなた』望遠鏡を占有している。そのかなた望遠鏡の駆動速度は 5 度/秒であり、1.5 m 級では世界でも最速クラスである。また、可視・赤外線検出器も開発して、19 年度完成予定の可視偏光撮像装置 HOWPol は磁場の構造を引き出す偏光観測も可能である。GRB の即時観測ができる望遠鏡はこれまで小型が多く、十分な偏光観測を行うことができない。しかし、かなた望遠鏡は HOWPol のような大型で複雑な検出器をとりつけることもできる。それらを用いることによって、宇宙における高エネルギー現象の解明を目指している。つまり、多波長観測による γ -X 線-可視・近赤外でのスペクトルや、GRB 初期からの可視・偏光観測から得られる情報を基に GRB の謎の解明に大きく貢献できる可能性がある。

しかし、実際に GRB を即時観測し多波長で解析するには現有システムでは問題点がある。第一に、望遠鏡の動きは最速クラスだが、即時観測するシステムはまだ構築されていない。第二に、Swift のデータを解析する基本的なシステムはできているが、実際に GRB が発生したときに即時に必要な情報を取り出せるシステムはまだない。

1.3 目的

本論文の目的はかなた望遠鏡を用いて即時観測し、Swift・すざく衛星のデータも含めた多波長解析システムの構築である。そのために行ったことは二つある。第一に、かなた望遠鏡での観測を自動化する。ガンマ線・X 線衛星が GRB を発見した直後に流される情報を受取り、かなた望遠鏡で観測可能か不可能をプログラムで判断し、GRB の問題の多くの解明の糸口となる GCN 受信後 30 秒以内にかなた望遠鏡で観測を可能にする。第二に、多波長解析システムの構築である。NASA の GRB 専用衛星 Swift や日本のすざく衛星で得られたガンマ線 X 線データの解析も自動で行い、GRB 後即時に多波長で解析できる体制を構築する。そして、広島大学の長所を最大限に活かし、GRB の多くの問題を解明することが期待される、早期の挙動を明らかにする。

第2章 本研究で用いるGRB観測機器

2.1 かなた望遠鏡

この望遠鏡は、もともと国立天文台がその三鷹キャンパス内（東京都）に「赤外シミュレータ」として保有していた。この赤外シミュレータは国立天文台ハワイ観測所にある大型光学赤外線望遠鏡「すばる」で使用する観測装置の開発・評価をする目的で建設されたものである。しかし、すばるの第一期観測装置開発がすべて終了し、数年前からシミュレータとしての役割が減ってきていることも考慮され、突発天体现象の観測へ活用する計画を提案した広島大学に移管された。そして、全国的にも高い水準のシーイング環境を有した位置(福成寺地区)に新しい天文台(2.1)を設け、2006年5月に移設された。

2.1.1 基本性能

望遠鏡の集光力を決める主鏡の有効径は1.5 m(図 2.2)である。これが大きいほど、限界等級が下がる。国内に設置されている望遠鏡としてはかなた望遠鏡は3番目の大きさを誇る。すばる望遠鏡などの世界的な大望遠鏡に比べると、大きさの点では劣るが、自分たちで大学付属の望遠鏡として占有的に使用できることは、大望遠鏡では困難なことで、かなた望遠鏡の特徴である。また、大学が国内に所有する望遠鏡では最も大きい望遠鏡になる。駆動速度は5度/secで1.5 mクラスで世界最高クラスである。カセグレン焦点と、ナスミス焦点2つをあわせて3つの焦点があり、それぞれの焦点に検出器をつける。TRISPECとHOWPol(19年度に完成)と近赤外線検出器(将来)がGRBの観測に有力であり、各検出器については以降で説明する。この望遠鏡での観測の目的は、衛星からの通報を受けて、高エネルギー突発天体観測を行うことである。具体的にはガンマ線バースト専用衛星Swiftや2007年に打ち上げられるガンマ線衛星GLAST衛星などが天体を検出したときに発信するアラートから天体の座標を取得する。そして、アラート受信後なるべく早く即時観測する。表 2.1 にかなた望遠鏡の性能と特徴の概要をまとめる。



図 2.1: 天文台ドーム



図 2.2: かなた望遠鏡

光学系	Ritchey-Chretien 光学系
主鏡	有効径 1500 mm 主鏡の F 比 F= 2.0
焦点モード	カセグレン焦点 1 つ ナスミス焦点 2 つ 合成 F 比 カセグレン、ナスミス共に F = 12.2 焦点距離 18,300mm
星像の分解能	1' FWHM
視野	15'φ
最大駆動速度	5° /sec 以上
最大加速度	0.5° / sec ² 以上
架台の方式	経緯台方式

表 2.1: 望遠鏡の仕様

2.1.2 TRISPEC

可視・赤外分光撮像装置 Triple Range Imager and SPECTrograph (TRISPEC) はセセグレン焦点に取り付けられている。これは、名古屋大学佐藤研 (Z 研) で開発されたものであり、TRISPEC は、図 2.3 のように二枚のダイクロイックミラーを用いて OPT,IR1,IR2 の 3 チャンネルで撮れる。例えば、0.45-0.90 μm、0.90-1.85 μm、1.85-2.50 μm の V、J、K の 3 バンドの組合せで観測可能で同時にデータを取得することができる。観測モードは撮像、グリズムによる分光、ウォラストンプリズムによる偏光観測が可能である。また、撮像・偏光撮像・分光・偏光分光の 4 つのモードを観測中に切り換え可能になっている。3 バンド同時に観測できることによって、広い波長領域の時間変化がわかり、GRB の標準的な fireball モデルのシンクロトロン放射しているならば、光度曲線は先に短波長側にピークが現れ、その後長波長側に現れることが確認できる。TRISPEC の性能の概略を表 2.2 にまとめる。

観測可能波長	0.45 — 2.25 μm
視野	7' × 7'
R バンド (積分時間:123s)	18.7 等級 (S/N=10)
J バンド (積分時間:120s)	16.1 等級 (S/N=10)
K バンド (積分時間:120s)	14.7 等級 (S/N=10)

表 2.2: TRISPEC の性能の概要

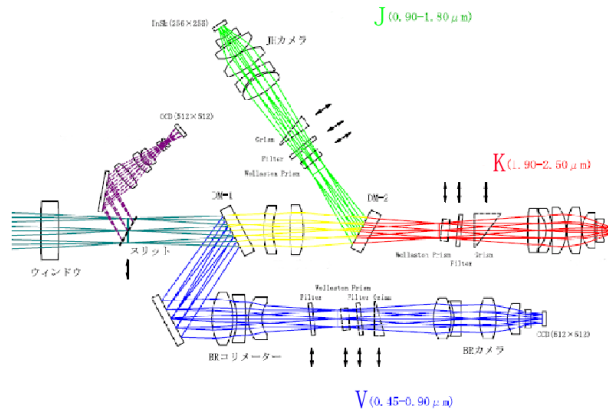


図 2.3: TRISPEC の光路と二枚のダイアロックミラー

2.1.3 HOWPol

ナスミス焦点に取り付ける可視偏光撮像装置 Hiroshima One-shot Wide-field Polarimeter (HOWPol) は、広島大学で開発中のものである。特徴は三つある。第一に、ダブルウォラストンプリズムを用いて、1度に4方向において高い感度で偏光情報を取得することができる。従来は、偏光パラメータを求めるため1方位ずつ4回の積分が必要だった。GRBの初期の観測においては、偏光の変化が早いため、高い時間分解能（一分程度）が必要であるので有利な特徴になる。第二に、今までにない可視から近赤外線まで (400-1100 nm) の感度を出すために完全空乏型 CCD を搭載する。従来の CCD は長波長側 (800 nm) から量子効率が下がり始めるが、HOWPol は 950 nm まで量子効率は下がらない。第三に、広視野で天体を見つけるのに有利なことである。とくに、GRB のように突発天体は、始めにガンマ線で検出された位置は誤差が大きい。しかし、視野が広ければアラートされた位置座標の精度が悪かったとしても視野内に入れることができる。HOWPol の性能の概要を表 2.3 にまとめる。

視野	15 分角 (56 % 縮小光学系、0.3 秒角/pix)
波長域	可視域 0.45-1.1 μm
モード	撮像、偏光、簡易分光
CCD	完全空乏型 2k \times 2k \times 2
V バンドの限界等級	21.0 mag 測光 (積分時間 100 秒, S/N = 10)
偏光の限界等級	16.4mag 測光 (積分時間 10 分, $\Delta p = 0.4\%$)

表 2.3: HOWPol 基本性能

TRISPEC と HOWPol の以上の基本性能で過去の典型的な明るい GRB の光度曲線を用いて、期待される観測可能な範囲を以下の図 2.4 に示す。これをみると GRB 可視残光の

変動が見られる等級はカバーできている。また、HOWPolの方が限界等級が暗いところまで見えるのは、CCDの量子効率が長波長側まで良くなったためである。

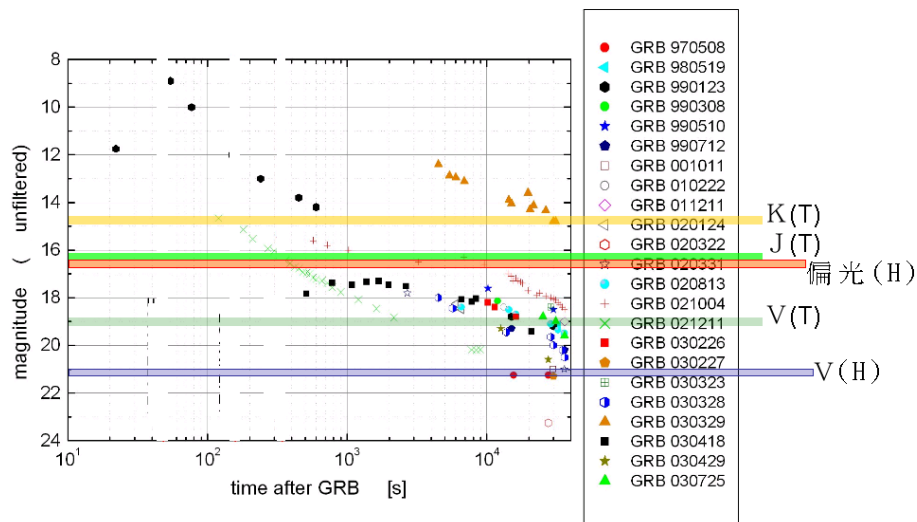


図 2.4: TRISPEC と HOWPol のそれぞれのバンドでの検出できる限界等級と典型的な GRB の光度曲線。横軸は GRB を検出してからの時間、縦軸は等級である。

2.2 Swift 衛星

Swift 衛星は、2004 年 11 月 24 日にデルタ II ロケットにより、ケネディ宇宙基地から打ち上げられた。この衛星は、GRB の観測専用衛星で、バースト速報望遠鏡 (Burst Alert Telescope : BAT)、X 線望遠鏡 (X-ray Telescope : XRT)、UV 可視光望遠鏡 (Ultra-Violet / Optical Telescope : UVOT) の 3 種類の検出器を搭載する (図 2.5)。図 2.6 のように、GRB を BAT の持つ 1.33 stradian(half coded) という広い視野で常時監視し、バースト発生とともにその位置を 1-4 分角で自動決定、この位置情報を元に、20 秒から 70 秒以内に衛星全体をバースト源に向けられる。共に搭載されている XRT、UVOT の X 線、光、紫外線の望遠鏡を用いて観測を行い最終的には、90 秒以内にバースト源の位置を 0.3-2.5 秒角という極めて高い分解能で決定することができる。これにより、バースト検出後約 1 分から、数時間後あるいは数日後まで観測を続けることができ、GRB 後の初期から長期にいたる残光の変化を追うことができる。Swift 衛星は、GRB の位置を、正確に与えると同時に、紫外線から、X 線、そしてガンマ線にいたる範囲で、スペクトルがどのように変化していくかを調べて、GRB の正体や、その周りの環境を探る。米英伊を中心とした国際ミッションである。日本からは、ISAS/JAXA、埼玉大学、東大が、BAT 検出器チームに加わっている。また、取得したデータは、直ちに全世界の研究者に公開される。

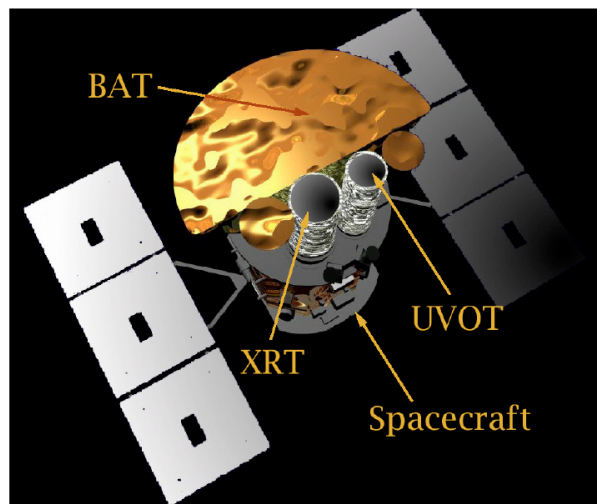


図 2.5: Swift 概念図

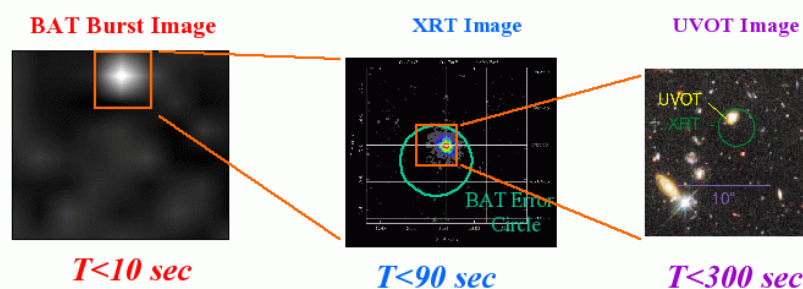


図 2.6: Swift による GRB の観測の流れ¹

2.2.1 BAT

BATの検出器面には、 $4 \times 4 \times 2 \text{ mm}^3$ の大きさのCdZnTe半導体素子が32,768個敷き詰められており(全体で $5,200 \text{ cm}^2$ の面積)、各素子が一つ一つのピクセルとして働く。その視野は全天の6分の一である。その結果、年に100個のGRBを検出できている。検出器面の1 m上方には、 $5 \times 5 \times 1 \text{ mm}^2$ の大きさの鉛タイルを敷き詰めて作られたコーディドマスクというものが位置する。このコーディドマスクの影のパターンを撮像することによって、GRBの位置決定や分光観測を行うことができる。BATと今までの他衛星との比較を表2.4にまとめる。

衛星	検出器	幾何学面積 (cm)	感度 (erg cm ⁻² s ⁻¹)	視野角 (str)	エネルギーバンド (keV)	軌道上プロセス	Autonomous Rapid Slewing	追観測までの時間	GRB位置同定数
CGRO	BASTE	2025		π	50-300	X	X	-	~2700
BeppoSAX	WEC	650	4×10^{-9}	0.123	1.8-28	X	X	6-8時間	~10/year
HETE2	WXM	213.6	8×10^{-9}	0.802	2.0-25	O	X	1-100分	~30/year
Swift	BAT	5200	10^{-8}	1.33	15-150	O	O	20-75秒	~100/year
	XRT	110cm ²	2×10^{-14}	24×25分角	0.3-10	O	-	-	~100/year
	UVOT	710cm ²	限界等級 B=24(1000s)	17×17分角	170-600 (nm)	O	-	-	~100/year

表 2.4: Swift 衛星 BAT 検出器と他の衛星の検出器との比較

2.2.2 XRT

XRTはBATの広い視野からGRBの位置を同定したのち自動で視野内にターゲットを入れるように衛星自身を1分程度で向けられるX線検出器である。X線CCDを焦点面検出器として持ち、1万秒の観測で $1 \mu\text{Crab}$ ($2 \times 10^{-14} \text{ erg/cm}^2/\text{s}$)のX線強度を持つ天体を検出できる。GRBは、最初は非常に明るく、だんだん暗くなるので、明るさの範囲が数桁にわたり、さらに速く時間変動するので、それらをカバーするために検出モードが三つある。第一は、Imaging Modeで非常に明るい点源の位置を決める。このモードでGRBを見つけ、すでに知られている星の地図と比較してGRBの位置を決定する。波高値の情報はない。0.6Crabの明るさまで観測しそれ以降は次に述べるTiming Modeに移る。第二は、Timing Modeであり、CCDの二次元のうちの一次元情報だけをパルスハイトとともに素早く読み出すことによって時間分解能をあげ、二つの光子を一つの光子として間違っ検出してしまいうpile-upを防ぐ。1 m Crabまで観測しそれ以降は次に述べるPhoton-counting Modeに移る。第三の、Photon-counting Modeは二次元位置とパルスハイトを取得できる。そのフラックスの感度は $2 \times 10^{-14} \sim 2 \times 10^{-10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ である。以下に検出器の概要を以下の表2.5にまとめる。

有効面積	110 cm ² @ 1.5keV
解像度 (PSF)	18 秒角 @ 1.5keV
検出部	EEV CCD-22, 600 × 600 pikel
検出モード	Imaging、Timing、Photon-counting Mode
検出素子	40 × 40 micron pixels
Pixel の大きさ	2.36 arcsec/pixel
エネルギー領域	0.2-10keV
感度	2×10^{-14} in 10 ⁴ seconds

表 2.5: Swift 衛星 XRT 検出器の概要

2.2.3 UVOT

UVOT は、BAT の広い視野から GRB の位置を同定したのち自動で視野内にターゲットを入れるように衛星自身を 1 分程度で向けられる 30 cm 紫外線可視光望遠鏡である。地上にある 30 cm 程度の望遠鏡では、空気による乱反射や、揺らぎ、そして空の明るさによって 20 等級が観測限界である。しかし、UVOT は宇宙空間での観測なので、それらの影響は受けない上に、天候にも左右されることはない。従って、1000 秒間の観測で 24 等の明るさの天体を検出することがきる。これは、地上の 4 m 望遠鏡に匹敵する。フィルター数は 6 で、U、B、V、UVW1、UVW2、UVM2 がありフィルターを着けず観測するときをホワイトフィルターと呼ぶ。それぞれの感度と波長領域は図 2.7 に示す。また、多色観測で波長の関数とし GRB の振舞がわかる。もし、GRB の赤方偏移が $z \sim 1$ より大きいならば、GRB の赤方偏移がわかる。UVOT の動作は、GRB の位置に向けられると、様々なフィルターと積分時間を組み合わせたプログラムで観測される。まず、始めに取られたイメージは地上の観測者が観測に用いるために知らせる。次に、既知の星図カタログと比較して GRB を見つける。そして、数時間後あるいは数日後まで観測を続けることができる。以下に検出器の概要を以下の表 2.6 にまとめる。

望遠鏡の種類	Modified Ritchey-Chretien
焦点比	12.7
検出器	Intensified CCD
Detector Operation	Photon counting
視野	17 × 17 arcmin
Detection Element	2048 × 2048 pixels
Telescope PSF	2.0 arcsec @ 350 nm
波長領域	170-650 nm
フィルター数	6
感度	B = 24 in white light in 1000 s
Pixel の大きさ	0.48 arcsec
/d (グリズム)	350
Brightness limit	V = 7.4 mag
Camera Speed	11 ms

表 2.6: UVOT の基本性能

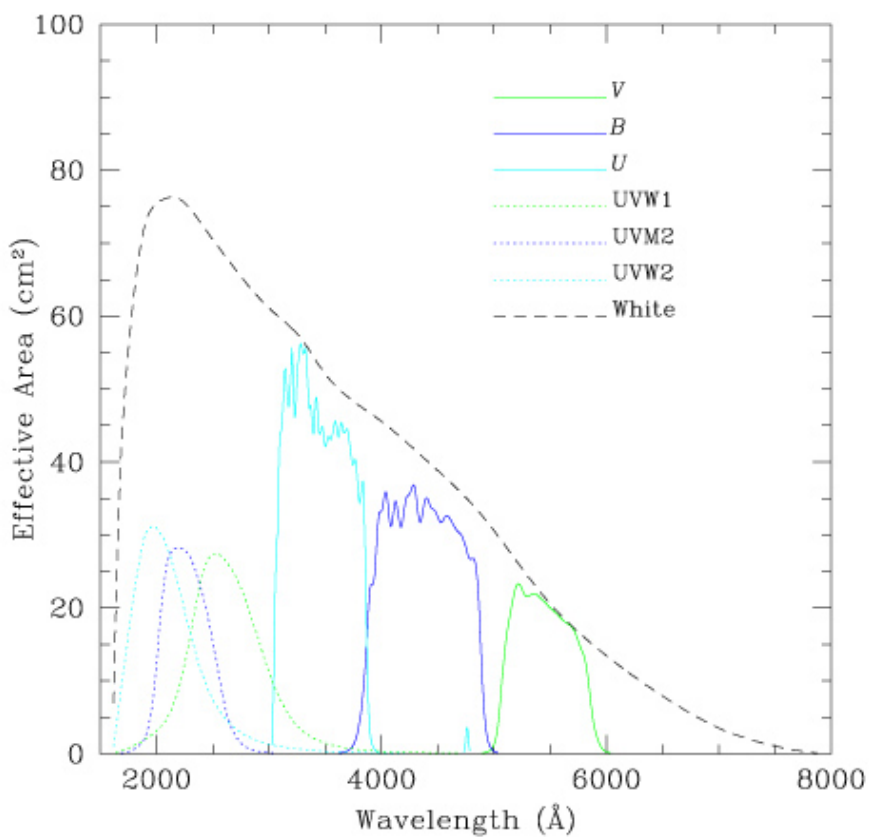


図 2.7: UVOT のそれぞれのフィルターの波長領域と感度

2.3 すざく衛星

X線天文衛星すざくは、日本で5番目のX線天文衛星である。すざくは2005年7月にM-Vロケットによって打ち上げられ、一日に約15回地球を周回しながら観測を行っている。すざくに搭載された硬X線検出器HXD-IIは広島大学も開発に大きく関わったものであり、10 keVから700 keVまでの非常に広範囲のエネルギー領域を観測する。主検出器の周囲に厚い20本のBGOシンチレータを取り囲むことによって、宇宙線陽子などの宇宙線から主検出器を守る。このBGOはアクティブシールドとしての役割とともに反同時計数にも参加することで、さらなるバックグラウンドの低減を実現できる。これはAnti検出器と呼ばれている。Anti検出器は主検出器の周りを取り囲み、視野が広いことと、阻止能の高いBGO結晶で構成されていることから、広いエネルギー領域(50 keV-5 MeV)と大きな有効面積(2π)を持つため、主にGRBと太陽フレア観測において力を発揮する。また、地食を用いての長期(数年)にわたる明るい天体の変動を観測することもできる。WAMの構造を図2.8に示す。4面あって、それぞれWAM0、WAM1、WAM2、WAM3と名称がある。WAM0面が常に太陽の方向に向いている。

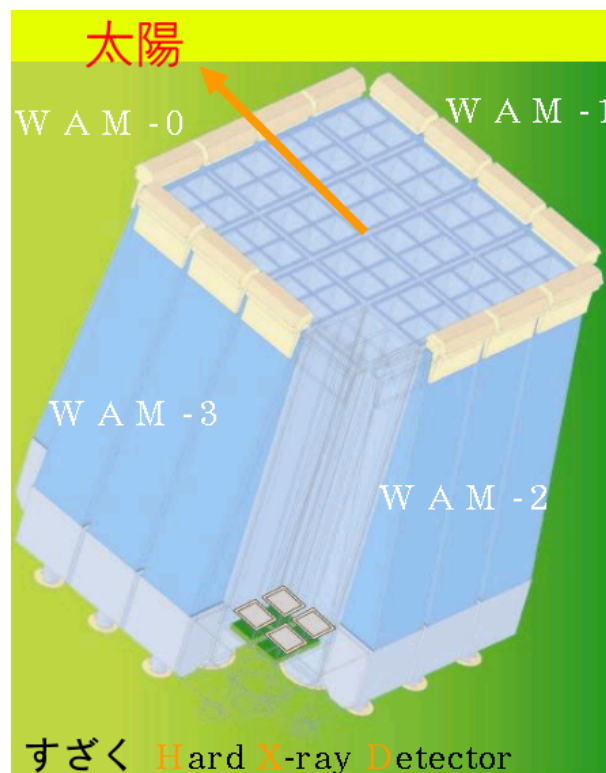


図 2.8: HXD-II 主検出器の周りの WAM 検出器

全天モニタという点でWAMと同様の特徴を持つBATSEのLADと比較した場合、WAMはシンチレータとして高い阻止能を持つBGOを使用していることにより、検出器の面積では 1100 cm^2 とBATSEの 2025 cm^2 には及ばないが、高いエネルギー帯の数100 keV ~ 数MeV領域でBATSEを凌ぐ。このことはMeV領域まで延びているガンマ線バーストのスペクトルや太陽フレアを観測する上で有利な点である。WAMの主な性能は表2.7にまとめる。

検出器数	4 (WAM 0,1,2 and 3)
エネルギー領域	50–5000 keV (54 channel + Overflow)
エネルギー分解能	30% @ 662 keV
有効面積	800 cm ² @ 100 keV , 400 cm ² @ 1 MeV
視野	2 π str
時間分解能	31.25 msec (ガンマ線バーストデータ), 1 sec (モニタデータ)

表 2.7: WAM 性能

2.4 GLAST

The Gamma-Ray Large Area Space Telescope, (GLAST) は、2007 年打ち上げ予定になっているアメリカを中心に日本 (広島大、宇宙研、東工大)、イタリア、フランス、スウェーデンの国際共同プロジェクトのガンマ線天文衛星で、1990 年代に活躍した CGRO 衛星搭載 EGRET 検出器の後継であり、観測バンドが 50 MeV–300 GeV ほどである。MeV/GeV 領域は X 線領域に比べてまだ未開拓の領域であり、最近になって EGRET によって進展を見せ、さまざまな予想もしてなかった天体から MeV/GeV ガンマ線が検出された。

GLAST の検出器は、入射ガンマ線の到来方向とエネルギーを同時に決定することができる電子陽電子対生成型ガンマ線検出器であり、ガンマ線観測では突出した数分角の空間分解能を誇る。また常時全天の約 20 % (図 2.9) を視野に入れているため、GRB のような、突発現象を発生直前から観測できる。このような、相反する特性を併せ持つことは、レンズや反射鏡で結像するタイプの望遠鏡では、実現しない。GLAST は、CGRO 衛星に搭載されているガンマ線望遠鏡 (EGRET) と比較して、エネルギー範囲、視野、空間分解能の全てで大きく改善されている。長期的なサーベイで得られる検出感度は、EGRET の数 10 倍ほどよくなる (図 2.10)。

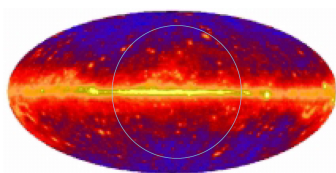


図 2.9: GLAST の視野

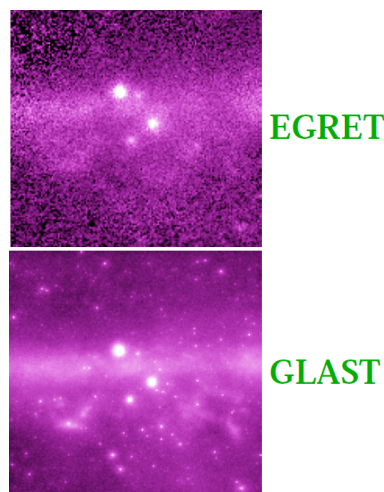


図 2.10: GLAST の分解能

ここまでの感度が出せたのは、EGRET 検出器と似た構成ではあるが大きな要因がある。それは、トラック部が広島大学が開発したストリップ型シリコン検出器になったため、飛跡測定精度が上がったことと、カロリメータが位置を測定できるようになったためである。高エネルギー素粒子実験で確立されたストリップ型シリコン検出器を面積約 100 cm²

使うため、専用の回路や多数の CPU を使う多段トリガーが必要となる。そのため、重量は EGRET に比べ増えたがそれ以上の感度が期待される。GLAST と EGRET との概要を比較したものを表 2.8 に記述する。

	GLAST	EGRET
エネルギー領域	20 MeV–300GeV	20 MeV–30 GeV
視野	2 sr	0.5 sr
有効面積	11,000 cm ²	1,500 cm ²
エネルギー分解能	10 %	10 %
1 イベント デッドタイム	< 100 μs	100 ms
空間分解能	3.5° @ 100 MeV 0.15° > 10 GeV	5.8° @ 100 MeV
点源感度	1 × 10 ⁻⁷ cm ⁻² s ⁻¹ (1 日) 1 × 10 ⁻⁹ cm ⁻² s ⁻¹ (2 年)	1 × 10 ⁻⁷ cm ⁻² s ⁻¹
重量	2560 kg	1820 kg
電力	600 W	160 W
軌道 (28.5 度 incl.)	550 km	350 km
寿命	> 5 年	9 年
検出天体数	10000	271

表 2.8: GLAST と EGRET の概要の比較

第3章 GRB 多波長即時解析体制の立ち上げ

ここでは、かなた望遠鏡で即時に観測できるようにシステムの立ち上げを行ったことについて記述する。GRBの残光はガンマ線-電波と多波長にわたり観測される。GRBの動向を少しでも多く知るためには、多波長で観測した情報を得る必要がある。そのために、ガンマ・X線衛星から得られる情報とかなた望遠鏡からの可視光・近赤線から得られる情報を解析できるシステムを立ち上げを行った。

まずシステム全体の構成を時系列にそって説明する。はじめに、Swift, GLAST(19年度), などの人工衛星がGRBを観測すると、位置を同定した後すぐにインターネットを介してThe Gamma ray bursts Coordinates Network(GCN)Noticeで報告する。そのGCNからの信号を東広島天文台のサーバーコンピューターが受信して、観測の可能・不可能を判断した後、可能ならば自動的に観測を開始する。そして、望遠鏡から得られたデータを解析する。その解析と同時に、Swift、すざく衛星から得られたガンマ線、X線、紫外線、そして、可視光を解析し、意義ある結果が得られたら直ちにGCN Circularに報告する。観測の大まかな流れを図3.1に示す。

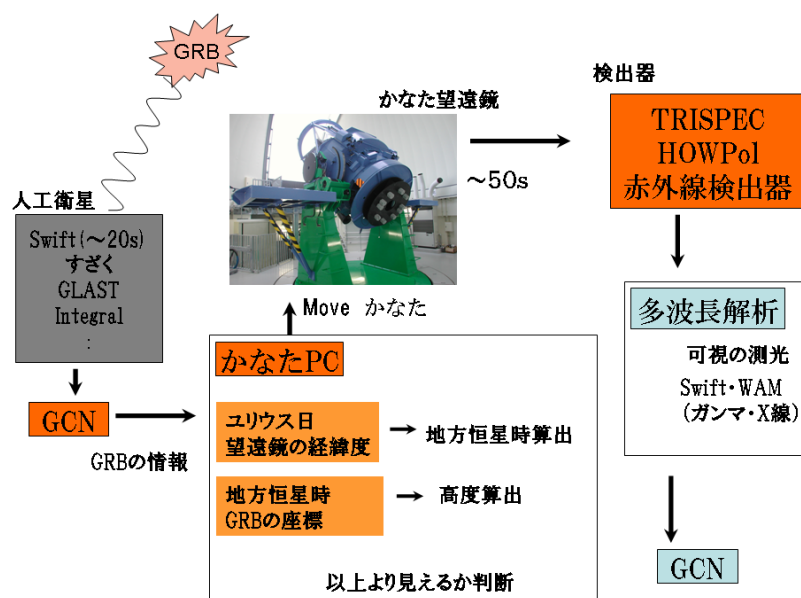


図 3.1: 解析までの大まかな流れ

3.1 かなた望遠鏡による GRB 自動即時観測システムの構築

まず、The Gamma ray bursts Coordinates Network (ガンマ線バースト連携ネットワーク ; GCN)¹ はふたつの役割がある。第一に、さまざまな人工衛星によって同定された GRB の位置を受信し、世界の GRB 研究者に瞬時に配信などを自動でする GCN Notice がある。また、Notice は自動配信システムで、ソケット通信、電子メール等で受け取ることができる。第二に、各研究者によって速報性を重視して暫定的な結果が電子メールによって配布される GCN Circular がある。また、GCN Circular の中には GCN Report があって、各研究者が自主的に報告する「まとめ」のレポートも電子メールで配布する。

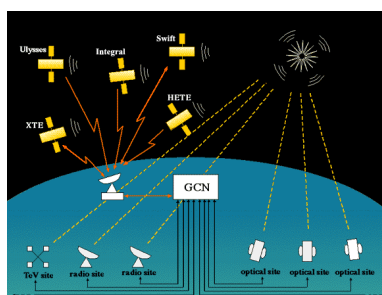


図 3.2: GCN の概要

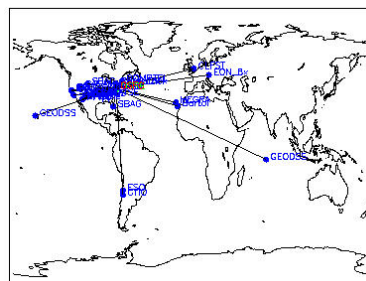


図 3.3: 人工衛星からの信号を受信するアンテナの世界地図での分布:GRB を検出した衛星がどこにいても情報を受信できることがわかる

人工衛星が GRB の位置を同定した後、地上で受信されることが素早く行われなければ、GRB 発生後素早く地上での観測ができず、GRB にとって重要な情報を逃すことになる。そのため、GRB を検出した Swift, HETE, INTEGRAL, IPN, RXTE-PCA, RXTE-ASM, BeppoSAX, GRO-COMPTEL, ALEXIS (extreme-UV transients), そして GLAST(19 年度から) などの衛星がどこにいても瞬時に情報を得られるように図 3.3 のように世界のいたるところに受信する受信専用の衛星や局に向けて送信され、中継局で集約されてから、GCN コンピュータに集められ、インターネットで世界の GCN に登録されている GRB 観測研究者に流される。そして、地上の観測者はその情報から GRB の位置を得て、望遠鏡を向けることができ、即時観測ができる。

3.1.1 GCN から GRB の座標の取得

GCN の配信方法は、ソケット通信と e-mail があるが、受信までにかかる時間はソケット通信の方が早いので、本研究ではソケット通信を用いる。

ソケット通信とは、インターネットやイーサネットでも最も標準的な TCP/IP プロトコルを用いた通信方法であり、一般的に『サーバ』と『クライアント』のプロセス間通信を特定のポート番号を用いて実現する。そして、クライアント側の GCN がクライアントプログラムで、サーバ側の東広島天文台などの GRB 研究者と回線をつなぎ、情報を配信する。

3.1.2 かなた望遠鏡による観測の可能・不可能の判断

GRB の座標を受け取った後は、その時刻での天球上での位置から天体の高度を計算し、観測の可能性を判断しなければならない。そのためには、公転軌道上の地球の位置と姿勢

¹<http://gcn.gsfc.nasa.gov/>

を知る必要がある。そこで、ある特定の日を原点にもちいたユリウス日という連続した日付を現在の年月日からもとめ、ユリウス日とかなた望遠鏡の存在する東広島地球上の位置から、GRBの高度を求める。最後に、かなた望遠鏡で観測可能な高度(10度以上)であるかを判断する。

ユリウス日の取得

通常の暦には不連続な部分があるので、軌道の計算などで用いるには不都合が生じる。そのため、ユリウス日(ユリウス通日: Julian Day ;JD)のように連続性のある絶対的な日付を用いるのが便利である。ユリウス日とは紀元前4713年1月1日(Am 12時)からの連続した通し番号の日数である。例えば、2000年1月1日(12時)は、起点の日から2,451,545日目となり、単位は日なので、時分秒を表すときは少数を用いる。ただし、このままでは桁が大きく扱いにくいので、

$$MJD = JD - 2,400,000.5 \quad (3.1)$$

と定義された Modified Julian Day(修正ユリウス日;MJD)が使われることもある。本論文ではMJDを用いた。

ユリウス日とかなた望遠鏡の経緯度から地方恒星時を得る

ユリウス日とかなた望遠鏡の経緯度から高度を求める前に、地方恒星時というものを求める必要がある。地方恒星時は以下のように定義される(図3.4と3.5参照)。第一に、天球とは、地球から無限大の距離にある球を仮定して、天体はその上を運行するとみなした仮想の球面である。第二に、天の赤道とは、地球上の赤道を天球に投影したものである。第三に、黄道とは、天球上における太陽の見かけの通り道のことである。第四に、春分点とは、黄道と天の赤道との二つの交点を分点といい、黄道が南から北へ交わる方である。もう一方を秋分点という。第五に、赤経とは、春分点を基準に東方向にプラスに取ったものである。天球上の天体の座標は赤緯・赤経であらわせる。そして、地方恒星時とは、その現在の時刻で、観測者のいる場所を天球の中心としたときの、真南の赤経である。

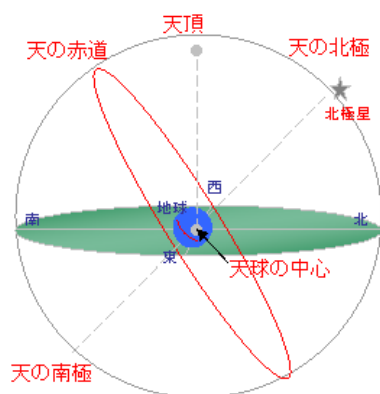


図 3.4: 天球の天の北極・南極の概念図

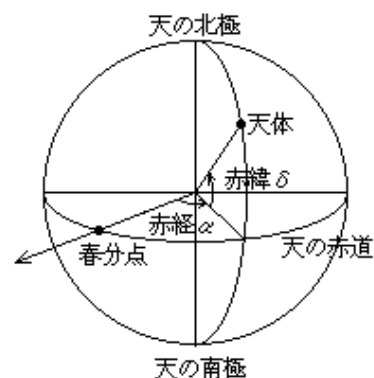


図 3.5: 赤経の概念図

地方恒星時と GRB の座標から高度を得る

地方恒星時、GRB の赤経・赤緯、そして、かなた望遠鏡の緯度から GRB 高度を以下の式 3.2 で導くことができる。またそれぞれの、記号の意味は式の下に示す。

$$\text{Alti}[\text{radian}] = \arcsin[\cos(\text{Lati}) \times \cos(\text{Dec}) \times \cos(\text{Sider}/43200 \times \pi - \text{Ra}) + \sin(\text{Lati}) \times \sin(\text{Dec})] \quad (3.2)$$

Alti : かなた望遠鏡からの GRB の高度 [radian]
Lati : かなた望遠鏡の緯度
Ra : GRB の赤経
Dec : GRB の赤緯
Sider : 地方恒星時

観測可能の判断

判断基準として以下が挙げられる。

1. 望遠鏡を横に向けると、主鏡は下側と横側から固定しているので主鏡が外れる可能性がある、自重でたわむ、そして街の明かりが入る影響もある。そのため高度は 10 度以上である必要がある。
2. 天気は晴れで、湿度は 80% 以下。
3. 望遠鏡のドーム内に人がいない必要がある。
4. GRB が見つかった時に観測している他の天体が興味深い、または、稀な動向がある場合は GRB の観測はできない。よって、GRB のほうが今観測している天体の動向よりも重要なときである必要がある。

このなかで、自動で判断するのが 1 の高度だけで、その判断のあとアラームを出して 2、3、4 の最終的な判断は人がするようにした。そうすることによって、安全性も守られている。

3.2 Swift の解析手順

Swift 衛星の観測データは観測し即座に公開されている。解析方法はまず、データを取得する。GRB が観測されて数十分後のデータは「Swift Quick-Look Data²」のサイトからダウンロードできる。数日たつと、データ検索をしやすい、「Browse: Swift Mission³」のサイトからもダウンロードできる。そして、BAT、XRT、UVOT のそれぞれの方法で解析する方法については、サイト「SWIFT Data Analysis⁴」で公開されマニュアルがある。

²<http://swift.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/sdc/ql?>

³<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/W3Browse/swift.pl>

⁴<http://swift.gsfc.nasa.gov/docs/swift/analysis/>

3.2.1 Swift 衛星のデータの解析ソフト

最新の High Energy Astrophysics Software(HEASoft) 環境(ガンマ線・X線天文衛星の解析ソフトウェアパッケージ)が必要である。HEASoft は、NASA's HEASARC:Software⁵ からインストールできる。このソフトはNASAの Godard Space Flight Center (GSFC) が開発した、衛星データ解析用ソフトウェア群である。次に、The HEASARC Calibration Database (CALDB: 検出器の較正情報をまとめたデータ)にアクセスする環境づくりが必要である。このデータも⁶ からダウンロードできる。そして、Swift 側が提供する標準的な解析パイプライン⁷ により BAT、XRT、UVOT を解析した。以下から、その例を述べる。

3.2.2 BAT

Swift 衛星の BAT の検出エネルギー領域は 15-150 keV である。その領域の光度曲線とスペクトルが解析により得ることができる。例えば、図 4.7 は、2005 年 9 月 4 日 1 時 51 分 44 秒(協定世界時 以下 UT) に観測された GRB の光度曲線である。図 4.8 は、同じ日の GRB のスペクトルである。

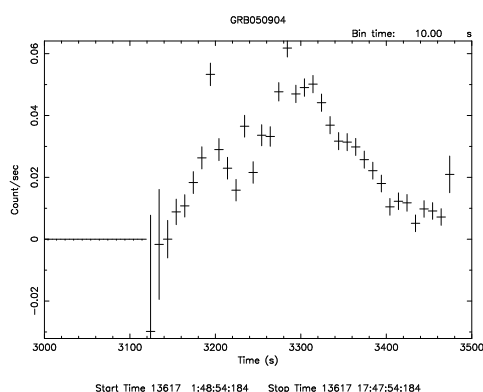


図 3.6: BAT が検出した GRB061121 の光度曲線。縦軸はカウントレート、横軸は GRB を BAT が検出してから時間(秒)である。

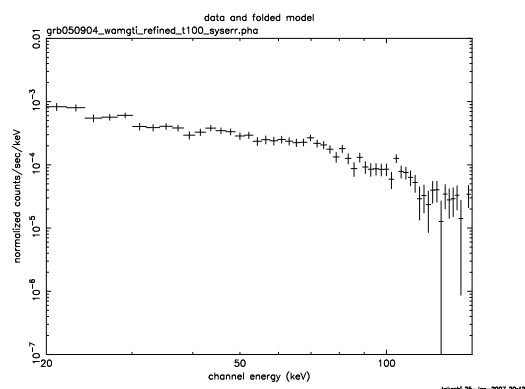


図 3.7: BAT が検出した GRB050904 のスペクトル: 縦軸はフラックス(カウント $\text{秒}^{-1} \text{keV}^{-1}$)で横軸はエネルギー(keV)である。指数表示であるが、直線になっておりエネルギーのべき乗で表せることがわかる。

3.2.3 XRT

Swift 衛星の XRT の検出できるエネルギー領域は 0.2-10 keV であり、その領域の光度曲線とスペクトルを得ることができる。しかし、光量が多い時間帯では pile-up の影響でスペクトルは低エネルギー側は低い結果が出てしまい、また、光度曲線は影響を受けたカウント数が下がってしまう結果になる。そこで、pile-up の影響を受けた時間帯のデータから縦軸に単位時間当たりのカウント数(以下 カウントレート)、横軸に GRB の X 線イメージ中心からの距離としたグラフをつくる。次に、そのグラフから pile-up したと思われる範囲を切りぬいて、XRT 検出器の Point Spread Function(以下 PSF)を用いて切り抜いた部分が pile-up していないときの予想カウント積分値を求める。そして、予想カウントと実データのカウントを用いて pile-up の影響を受けた時間のカウントレートを補正する [33]。

⁵<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/lheasoft/>

⁶http://swift.gsfc.nasa.gov/docs/heasarc/caldb/caldb_install

⁷<http://swift.gsfc.nasa.gov/docs/swift/analysis/>

このように解析をすると以下のような結果が得られる。例えば、BAT と同じ GRB050904 を解析した。BAT による検出の 162 秒後から XRT によって観測された図 3.8 は、光度曲線である。時間のべき乗で減光し、X 線フレアが見える。

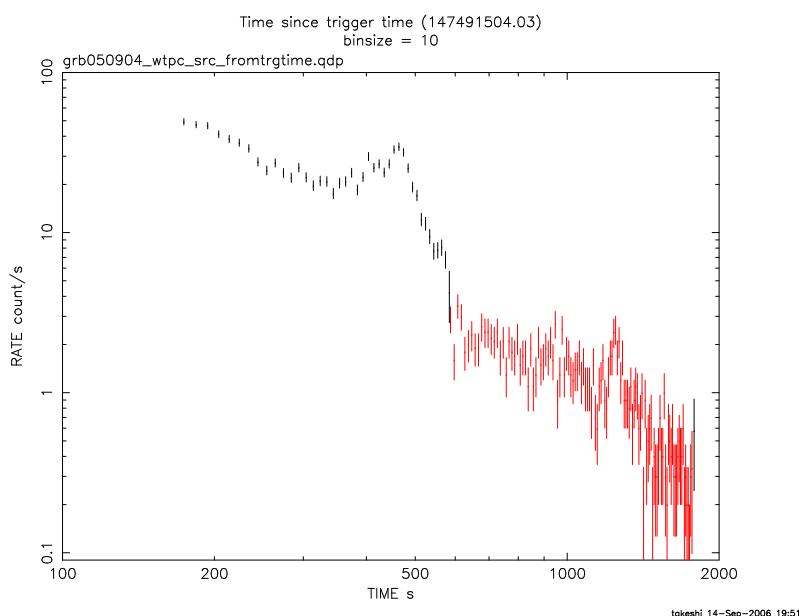


図 3.8: XRT が検出した GRB050904 の光度曲線：縦軸はカウントレートで横軸は GRB 検出後の時間 (秒) である。始めに観測された赤色のプロットは Timing mode、後からの緑色のプロットは Photon-counting mode で観測されたものである。

次に、図 3.9 の左図、右図は Timing mode、Photon-counting mode による観測の全時間のスペクトルである。

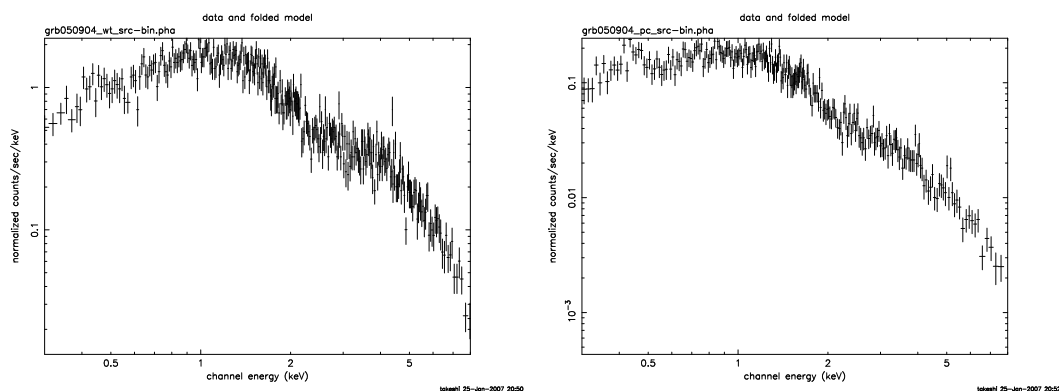


図 3.9: 左図は Timing mode、右図は Photon-counting mode の GRB050904 のスペクトルである。それぞれの縦軸はカウント秒⁻¹ keV⁻¹、横軸は keV である

3.2.4 UVOT

UVOTはそれぞれのバンドごとにデータがある。さらに、得られるデータ mode は三つある。まず、Image mode は、GRB のイメージと観測の開始・終了時間が含まれている。観測時間は長いので、等級誤差の小さいデータが得られる。次に、Event mode は GRB の位置や、観測した時間の情報全てが含まれている。しかし、観測時間が短いため等級の誤差が大きい。そして、Image&Event mode は、先述の二つ両方が含まれていて、観測時間は長い。

解析方法の注意点は、バンドごとにイメージから点源や背景光の決まった範囲を切り抜いて行う必要があることであるしかし、GRB の近くに天体があってその定められた範囲で切り抜けないときがある。例えば、本来は半径 R 秒角 切り抜く必要があるが、今回は、D 秒角しか切り抜けないときがある。その補正は、GRB 以外の明るい天体の等級をいくつか R、D 秒角でそれぞれ切り抜いて式 3.3 のように ΔMag を求める。そして、式 3.4 のように本来の検出されるべき GRB の等級を求める [34]。

$$\Delta Mag = Mag(r = R) - Mag(r = D) \quad (3.3)$$

Mag(r=R) : R 秒角 で切り取ったときの等級 Mag(r=D) : D 秒角 で切り取ったときの等級

$$Mag(\text{本来の GRB}) = Mag(\text{GRB} : r = D) + \Delta Mag \quad (3.4)$$

Mag(本来の GRB) : 本来の検出されるべき GRB の等級 Mag(GRB : r=D) : r pixel で切り取ったときの等級

しかし今回の場合、Event mode は積分時間が短いため天体からの信号の S/N 比が低く、背景光の差し引きの際に生じる不定性が非常に大きい。従って、本研究では Image mode の観測結果のみを扱う。参考までに、Event mode の観測も含めた Page et al. 2007 の結果を図 3.10 に示す⁸。

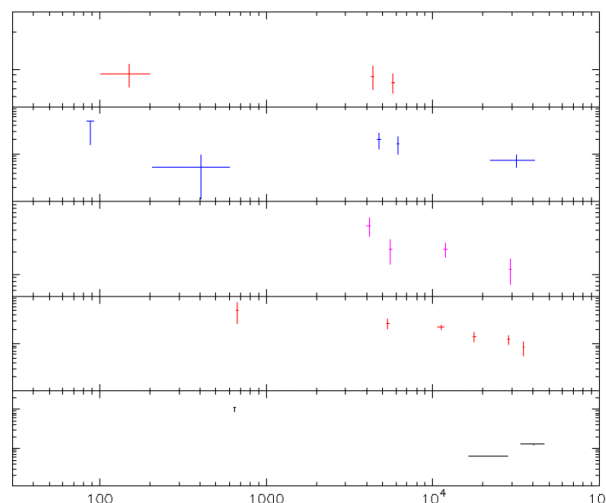


図 3.10: UVOT による GRB070110 の観測 縦軸がカウントレートで、横軸が GRB が起こってからの時間 (秒) である。上から、White(WH)、V、B、U、そして UVW1(U1) フィルターによる観測である

⁸http://gcn.gsfc.nasa.gov/report_archive.html

3.3 WAMによるモニター

WAMのデータは衛星から地上局へ転送され、得られたデータを用いて、一日一回検出器に異常がないかどうかのチェックや、GRBデータの即時解析を行う。特に、GRBの解析は即時性が重要であるため、WAM-teamメンバーによる当番性を導入し、できるだけ迅速に解析を行うようにしている。解析は、WAM-teamによって作られた解析ツールを用いて、衛星上の自動判定や地上の判定ソフトで見つかったデータについてはライトカーブを確認し、他の衛星と同期が取れているかどうかなどの情報を元に、GRBや他のイベントとの判別を行う。スペクトル解析可能なGRBデータについては、できるだけ迅速に解析を行う。解析から重要な結果が出た場合にはGCN Circularに投稿する。すでに、GRB051008、GRB060814、GRB060904など2006年12月現在17本のGCN Circularを投稿している[35][36][37]。また、WAMはInterPlanetary Network (IPN)にも参加している。IPNは複数のGRB観測衛星から得られたGRBの到来時間のずれからその位置を決定するもので、WAMによって見つけれられたGRBの情報は必要に応じてIPNに公開されることで、GRBの位置決定に貢献している。

例えば、図3.11のshort GRBであるGRB061210を解析した。上から、WAM0、1、2、3面によるGRB061210の光度曲線である。WAM2面のカウントレートが一番大きいのでGRBの位置に制限がつけられる。図3.12はWAM2による観測である。また、それぞれの図の上からエネルギーバンドごとにわけてあり、それぞれのバンドのエネルギー範囲はTH0: 50-110 keV、TH1: 110-240 keV、TH2: 240-520 keV、TH3: 520-5000 keVである。そして、継続時間(T90)は0.047秒でshort GRBの特徴が出ていることがわかる。次に、図3.13はGRB061210のスペクトルである。赤色がデータ点で、緑の線はSwift衛星のXRT検出器と同じフィットしたものである。

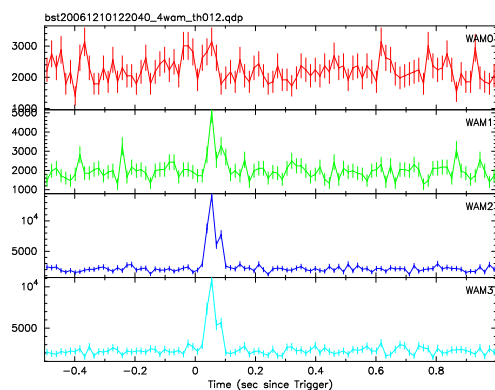


図 3.11: WAMの4面によるGRB061210の光度曲線

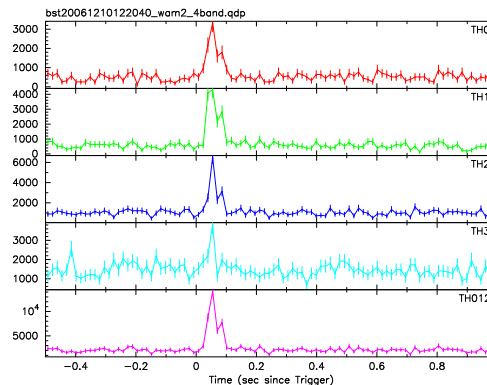


図 3.12: WAM2面のバンドごとのGRB061210の光度曲線

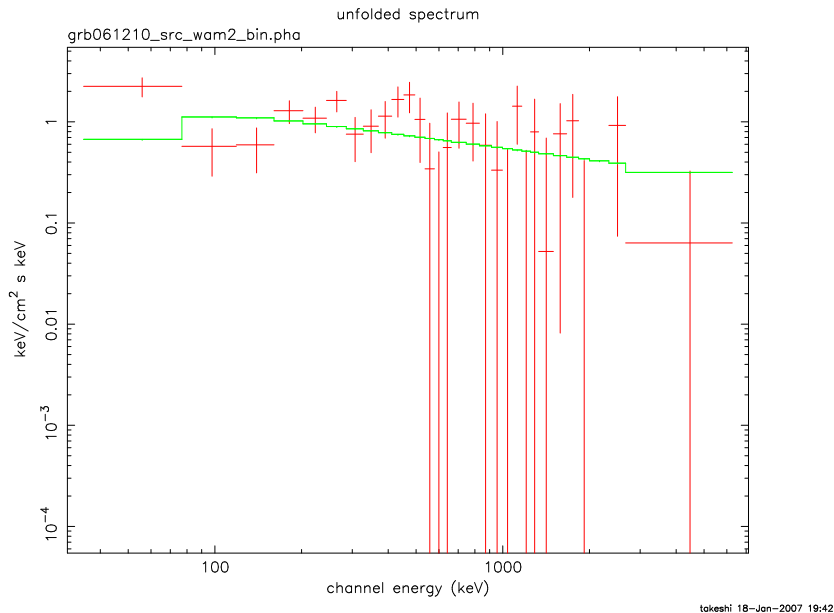


図 3.13: WAM2 面の GRB061210 のスペクトル

3.4 かなた望遠鏡

アメリカの National Optical Astronomy Observatories (NOAO) で開発された天文用の画像データ解析ソフト Image Reduction and Analysis Facility (IRAF) を用いて解析した [38]。まず、TRISPEC などの検出器から撮像データを得る。一次処理に、熱によるノイズを補正するための dark を引き、CCD の感度むらを補正するために flat で割る。次に、アパーチャー測光 (TRISPEC では半径が 2.5 秒角) により値を求め、その値を絶対測光か相対測光をして GRB の等級をもとめる。

広島大学かなた望遠鏡は、まだ即時観測体制で観測した例はないが、GRB の 6797 秒後に GRB061121 を観測できた。詳しくは、次の章で述べる。また、等級の上限だけであるが、2006 年 12 月 22 日に GRB061222A、GRB061222B を観測できた。GRB061222A は、GRB が Swift 衛星の BAT 検出の 23355 秒後から積分時間が 123 秒を 7 回で観測をして得られた上限の等級は 21.6 であった。GRB061222B は、39784 秒後から積分時間 123 秒を 4 回で上限の等級が 20.2 であった。さらに、2007 年 1 月 25 日に GRB070125 を 16 時 11 分—16 時 32 分 (UT) の間観測した。R バンドで積分時間 123 秒の撮増を 10 回行った。その結果、 19.09 ± 0.05 等級を得た [47]。

これらの作業の結果、かなた望遠鏡を GRB 発生後 1 分以内に自動的に、かつ即座に目的天体に向けてることが可能になり、また、Swift 衛星の観測データを公開後と WAM によって検出後、必要に応じて解析することに成功した。これらの成果により、本研究の目的である GRB 多波長即時解析システムの素地が完成した。ただし、日常的なシステムの実用に向けては、即時観測システムのテストや、さらなるデータ解析システムの簡便性の向上を行う必要がある。

GRB	観測の有無	観測不可の要因	Swift・WAMの同期	参考
grb061025	×	南半球	なし	V < 21
grb061027	×	南半球	Swift	V < 21
grb061028	×	週末	Swift WAM	V < 20
grb061102A	×	観測時には暗い(朝)	Swift	
grb061102B	×	間即時には暗い(昼)	Swift	
grb061109	×	間即時には暗い(朝)	Swift	
grb061110A	×	雨	Swift	
grb061110B	×	雨	Swift	
grb061121		- *論文作成中	Swift (Uemura.M.,Arai.A., Uehara.T., et al2007)	R~18(かなた) 6GCN 投稿
grb061122A	×	曇	なし	
grb061126	×	雨、週末	Swift	
grb061201	×	南半球	Swift WAM	
grb061202	×	南半球	Swift WAM	
grb061210	×	週末	Swift WAM	I < 18.5
grb061217	×	週末	Swift	V < 21
grb061218	×	南半球	Swift	
grb061222A		昼	Swift	R < 21.6(かなた) GCN 投稿
grb061222B		昼	Swift	R < 20.2(かなた) GCN 投稿
grb070103	×	正月	R < 21.2 Swift	
grb070110	×	南半球	Swift	
grb070124	×	南半球	WAM	
grb070125		-	WAM *GCN 投稿	R=19.1(かなた) 共同研究で論文作成中
grb070126	×	南半球	Swift	
grb070208	×	雨	Swift	

表 3.1: かなた望遠鏡と GRB 観測記録: ○:観測し等級取得 △:測光したが上限のみ取得 ×:観測できない、または暗いので観測しても等級が得られないことが自明。

第4章 初期成果：GRB061121

ここでは初期成果としてGRB061121について述べるが、その前にGRBの残光に関する標準モデルについて説明する。

4.1 fireball モデルとGRB後三時間

GRBと残光の観測的特徴を説明するため、さまざまな理論モデルが提唱されている。そのなかでも最も有力なモデルの一つが最初に正体不明のエネルギーの塊 (fireball) が生まれ、加速膨張を開始すると述べた fireball モデル (Sari et.al.:1998[64], Sari et.al.:1999[70], そして Piran et.al.:1999[39]) である。図 4.1 に fireball モデルの概念図を示す。

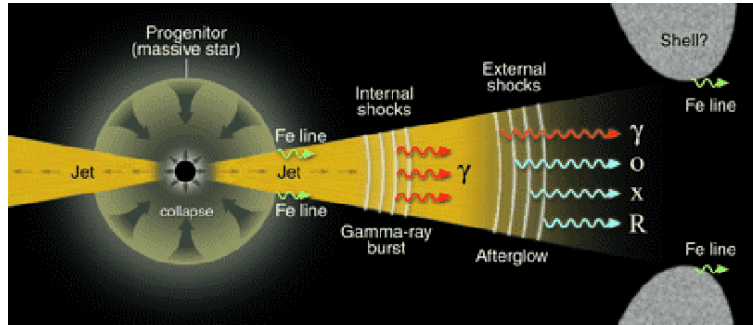


図 4.1: fireball モデルの概念図

fireball モデルでは、中心天体が相対論的速度で断熱膨張し光速に近い相対論的な速度の粒子が様々な速度 (ローレンツ因子 $\Gamma \sim$ 数 100) を持った球殻 (シェル) 状に何度も噴きだされる。そのシェル同士がお互い激しく衝突し合体して、(内部) 衝撃波を発生させる。この衝撃波によって電子・陽電子プラズマがシェル内の磁場に反射され続け (フェルミ) 加速されて、磁場によりシンクロトロン放射する。このような放射を以下 prompt emission とする。この放射が、ガンマ線を生みだし GRB として観測される。

質量 m_γ 、ローレンツ因子 Γ_γ の合体したシェルの運動エネルギーは $E \sim 10^{51}$ erg である。また、そのシェルがそのまま進み、質量 m_s 、ローレンツ因子 $\Gamma_s (\gg \Gamma_\gamma)$ の星間物質 (密度 $n \sim 1$ 陽子 cm^{-3}) と衝突する。そしてローレンツ因子 Γ_m の一つの質量 m_m のシェルになったとする。エネルギーと質量保存より、

$$\begin{aligned} \Gamma_\gamma M_\gamma c^2 + \Gamma_s m_s c^2 &= \Gamma_m \{ (m_\gamma + m_m) c^2 + E_m \} \\ \sqrt{\Gamma_\gamma^2 - 1} c m_\gamma \sqrt{\Gamma_s^2 - 1} m_s c &= \sqrt{\Gamma_m^2 - 1} (m_\gamma + m_s + E_m / c^2) \end{aligned} \quad (4.1)$$

となる。

例えば $\Gamma_m \sim \Gamma_\gamma / 2$ となるには Γ_m 、 E_m / c^2 を解くと、 $m_s \sim m_\gamma / \Gamma_\gamma$ となる必要がある。エネルギーの大半を変換するには、まわりの質量 m_s はシェルの質量 m_γ の Γ_γ^{-1} 程度でよい。

これより、エネルギーを解放し始める半径と時間が見積もられる。ローレンツ因子 Γ_{iso} のシェルが球対称状ならば、半径 R_{iso} 内の星間物質の質量は $m_s \sim \frac{4\pi}{3} R_{iso}^3 n_s m_p$ 程度であるからエネルギー

$$E = \Gamma_\gamma m_\gamma c^2 \sim \Gamma_\gamma^2 m_s c^2 \sim \frac{4\pi}{3} R_{iso}^3 n_s m_p c^2 \Gamma_{iso}^2 \sim 10^{51} \text{erg} \quad (4.2)$$

と表される。従って、 $R^3 \Gamma_{iso}^2$ が一定で、外部衝撃波からの放射が観測され始める時間 t_{iso} は

$$t_{iso} \sim \frac{R_{iso}}{c \Gamma_\gamma} \sim 300 \text{秒} \left(\frac{E}{10^{53} \text{erg}} \right)^{-1/3} \left(\frac{n}{1 \text{cm}^{-3}} \right) \left(\frac{\Gamma_\gamma}{100} \right)^{-8/3} \quad (4.3)$$

である。よって、式 4.2 より、 $R^3 \Gamma_{iso}^2$ が一定あるので式 4.3 から

$$\begin{aligned} \text{等方的なシェルのローレンツ因子} \quad \Gamma_{iso} &\propto T^{-3/8} \\ \text{中心天体から等方的なシェルまでの距離} \quad R_{iso} &\propto T^{1/4} \end{aligned} \quad (4.4)$$

となる。

シェルがジェット状に放射されるなら、その立体角 θ_{jet} は Γ_m^{-1} と反比例することを考慮すると中心天体から半径 R_{jet} で立体角 θ_{jet} のジェット中の質量は

$$m = \frac{4\pi}{3} R_{jet}^3 n_s \frac{1}{4} \theta_{jet}^2 m_p \quad (4.5)$$

である。したがって、等方的放射のときの計算と質量 m の値だけ変えれば、

$$\begin{aligned} \text{ジェット状なシェルのローレンツ因子} \quad \Gamma_{jet} &\propto t^{-1/2} \\ \text{中心天体からジェット状なシェルまでの距離} \quad R_{jet} &\propto -\ln(\Gamma) \end{aligned} \quad (4.6)$$

となる。式 4.6 より R_{jet} は時間がある程度時間が経過すると、 Γ が小さくなることにより、 $R_{jet} \approx \text{一定}$ となることを暗示する。このときの振舞を jet break と言う。

電子と磁場のエネルギー

次に、その内部エネルギー E_0 はある割合 ε_i で電子の加速に、ある割合 ε_B で磁場に変換される。この微物理パラメータ $\varepsilon_i, \varepsilon_B$ に変換され始めたシェルの内部エネルギー E 、衝撃波を通過した星間物質の密度 n_2 とすると

$$\begin{aligned} E(> \Gamma) &\propto \Gamma^{-2} \\ \varepsilon_B &\sim 0.1 \\ \varepsilon_i &\sim 0.01 \\ n_2 &\propto \Gamma \end{aligned} \quad (4.7)$$

である。電子のエネルギーは $U_i = \varepsilon_i E$ 、式 4.7 そして等方的に放射している場合は式 4.4、ジェット状に放射している場合は式 4.6 より

$$U_i \propto \begin{cases} \propto \Gamma^2 \propto t^{-3/4} & (\text{等方的に放射}) \\ \propto \Gamma^2 \propto t^{-1} & (\text{ジェット状に放射}) \end{cases} \quad (4.8)$$

磁場のエネルギーは $U_B = \varepsilon_B E$ も同様に

$$U_B \propto \begin{cases} \Gamma^2 \propto T^{-3/4} & (\text{等方的に放射}) \\ \Gamma^2 \propto T & (\text{ジェット状に放射}) \end{cases} \quad (4.9)$$

ここで、電子のエネルギー分布はべき型関数であると仮定する。したがって、電子のローレンツ因子 γ_i 、その最小値を γ_m 、そして電子エネルギー分布指数を p とすると電子の個数 $N(\gamma_e)$ は

$$N(\gamma_i) \propto \gamma_i^{-p} (\gamma_i > \gamma_m) \quad (4.10)$$

となる。式 4.10 より、 $\gamma_i \sim \gamma_m$ を満たす電子の数が多い。つまり、典型的な電子のローレンツ因子は γ_m になる。

シンクロトロン放射とスペクトル

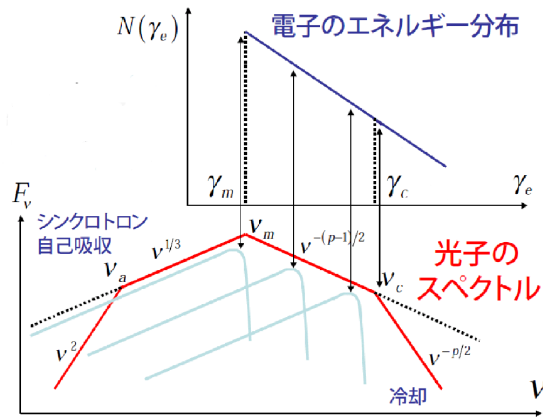


図 4.2: 電子の分布とスペクトル；上の図は縦軸電子の数、横軸が電子のローレンツ因子の分布。下の図は縦軸フラックス、横軸振動数のスペクトル。スペクトルの水色の線はそれぞれ左からローレンツ因子 γ_m 、 γ 、 γ_c をもった電子によるスペクトルである。赤い線はそれぞれのローレンツ因子をもった電子のスペクトルの重ね合わせである。

ここで、synchrotron-shock モデルより磁場 B 中を電子が相対論的に動くのでシンクロトロン放射が期待できる。式 4.10 より、 ν_m の前後ではスペクトルの折れ曲がりが見られる。したがって、観測される放射のフラックス F_ν は $\gamma_i \gg 1$ とすると、

$$F_\nu \propto \begin{cases} \nu^{1/3}, & (\nu < \nu_m = \nu(\gamma_m)) \\ \nu^{-(p-1)/2}, & (\nu_m < \nu) \end{cases} \quad (4.11)$$

となる。しかし、高周波数側に電子の冷却振動数と低周波数側に自己吸収によってスペクトルには、さらに二つの折れ曲がりが存在する。図 4.2 は上が電子の分布で下がスペクトルの関係を表したものである。この図のようにローレンツ因子 ($> \gamma_m$) をもった電子が放射しスペクトルを描く(水色の線)。その重ね合わせが図の下の赤い線として描かれ観測される。そして、自己吸収周波数 ν_a 以下では電子が放射した光をまた電子がコンプトン散乱を起こし吸収するため急激な減光を示す。また、クーリング周波数 ν_c より高周波数はシンクロトロン放射によるエネルギー散逸の効率が高いためフラックスの減少を示している。

標準的な synchrotron-shock モデル [Sari et al.(1998)[64]] から予測される X 線の光度曲線とスペクトルを考える。

図 4.3 は synchrotron-shock モデルの概念図で、スペクトルの ν_x 、 ν_o 、そして ν_R はそれぞれ X 線、可視光、そして電波の周波数領域である。電子のエネルギーが式 4.9 時間とともに下がり出すと、放射される周波数もそれぞれ時間に比例して低くなる。また、 ν_m が一

番速く低周波数側に移動する。それぞれの周波数に関して、等方的な場合とジェット状に放射する場合のそれぞれの時間変化はいかのようになる。

$$v_m \propto \begin{cases} t^{-3/2} & (\text{等方的に放射}) \\ t^{-2} & (\text{ジェット状に放射}) \end{cases} \quad (4.12)$$

$$v_c \propto \begin{cases} t^{-1/2} & (\text{等方的に放射}) \\ \text{一定} & (\text{ジェット状に放射}) \end{cases} \quad (4.13)$$

$$v_a \propto \begin{cases} \text{一定} & (\text{等方的に放射}) \\ t^{-1/5} & (\text{ジェット状に放射}) \end{cases} \quad (4.14)$$

ここで、我々に見える放射の電子数は、

$$N_i \propto R^3 n_{ism} \theta^2, \theta = \begin{cases} \text{一定} & (\text{等方的に放射}) \\ t^{-1/5} & (\text{ジェット状に放射}) \end{cases} \quad (4.15)$$

である。

ここで、電子一個が磁場 B 中でシンクロトロン放射していることを考える。 B は $B^2/8\pi = U_B$ より、

$$B \propto \Gamma \quad (4.16)$$

である。したがって、シンクロトロン放射され観測されるパワー P_ν と典型的な振動数 ν_m は

$$\begin{aligned} P(\gamma_i) &\propto B^2 \gamma_i \Gamma^2 \\ \nu(\gamma_i) B &\propto \gamma_i^2 \Gamma \end{aligned} \quad (4.17)$$

である。 P の形は $P \propto \nu^{1/3}$ で $\nu > \nu(\gamma_i)$ では急激に落ちる。その最大値は $P_{\nu, \max} \sim \frac{P(\gamma_i)}{\nu(\gamma_i)} \propto B\gamma$ と求められる。そして、放射のフラックスの最大値は

$$F_{\nu \max} \propto P_{\nu, \max} N_i \left(\frac{1}{4}\theta^2\right)^{-1} \propto \begin{cases} \text{一定} & (\text{等方的に放射}) \\ T^{-1} & (\text{ジェット状に放射}) \end{cases} \quad (4.18)$$

よって、 $\nu_c < \nu_m$ の場合、つまりクーリング振動数がスペクトルに与える影響が大きいときは fast cooling と呼ばれる。そのときのスペクトルは

$$F_\nu = F_{\nu \max} \times \begin{cases} (v_a/v_c)^{1/3} (v/v_a)^2 & (v < v_a) \\ (v/v_c)^{1/3} & (v_a < v < v_c) \\ (v/v_c)^{-1/2} & (v_c < v < v_m) \\ (v_m/v_c)^{-1/2} (v/v_m)^{-p/2} & (v_m < v) \end{cases} \quad (4.19)$$

となり、図 4.3 の左図の上のようになる。

また、 $\nu_c < \nu_m$ の場合、つまりクーリング振動数がスペクトルに与える影響が少ないとき slow cooling と呼ばれる。そのときのスペクトルは

$$F_\nu = F_{\nu \max} \times \begin{cases} (v_a/v_m)^{1/3} (v/v_a)^2 & (v < v_a) \\ (v/v_m)^{1/3} & (v_a < v < v_m) \\ (v/v_m)^{-(p-1/2)} & (v_m < v < v_c) \\ (v_c/v_m)^{-(p-1/2)} (v/v_c)^{-p/2} & (v_c < v) \end{cases} \quad (4.20)$$

となり、図 4.3 の右図のようになる。

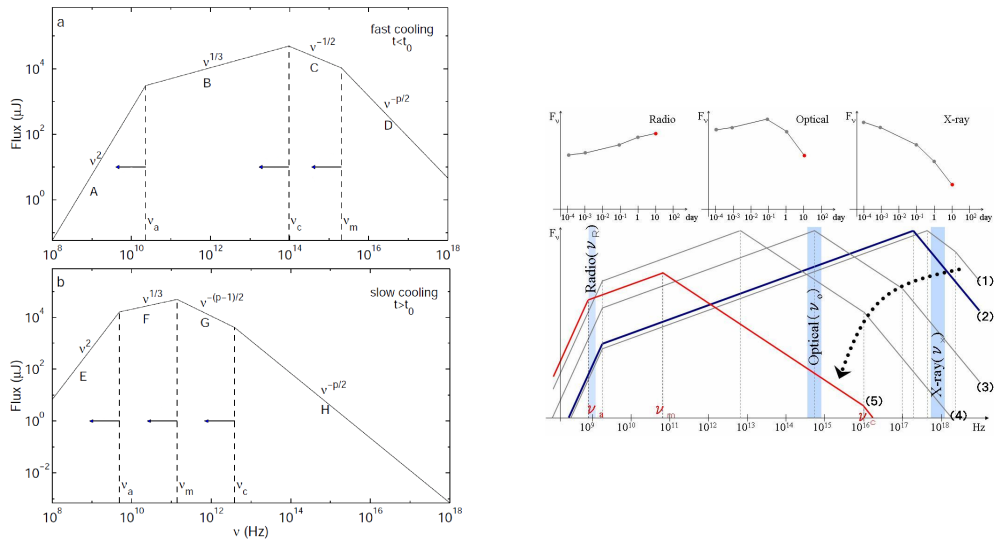


図 4.3: synchrotron-shock モデルのスペクトルと光度曲線：左の図は上が **fast cooling** と呼ばれ $\nu_c < \nu_m$ の場合の縦軸フラックス (μJ) で横軸振動数 (**Hz**) のスペクトルである。下が **slow cooling** と呼ばれ $\nu_m < \nu_c$ の場合のスペクトルである。典型的な周波数 ν_m 、クーリング周波数 ν_c 、そして自己吸収周波数 ν_a が時間に比例して低周波数側に向かう。右の図の下は X 線、可視光、そして電波の周波数をそれぞれ ν_X 、 ν_o 、そして ν_R とおいた。また、縦軸フラックスで横軸振動数 (**Hz**) のそれぞれの時間のスペクトルで、時間が経過とともに矢印の向きに (1)-(5) とスペクトルは低周波数側に移りながら減光している。上の三つの小さいグラフは下の時間に依存するスペクトルから求められたフラックスによる横軸時間 (日) の光度曲線で右から X 線、可視光、そして電波である。左の図は上が右図の (2) より早期のスペクトルにあたり、**fast cooling** と呼ばれ $\nu_c < \nu_m$ の場合の縦軸フラックス (μJ) で横軸振動数 (**Hz**) のスペクトルである。下が右図の (2) より後期のスペクトルにあたり、**slow cooling** と呼ばれ $\nu_m < \nu_c$ の場合のスペクトルである。典型的な周波数 ν_m 、クーリング周波数 ν_c 、そして自己吸収周波数 ν_a が時間に比例して低周波数側に向かう。

光度曲線

synchrotron-shock モデルのスペクトルから光度曲線を考える。

式 4.19、4.20 に式 4.12、4.13、4.15、4.18 を代入すると

例えば slow cooling で $\nu_c < \nu$ の時でジェット状の放射の場合を代入すると

$$F_\nu \propto t^{-(3p-2)/4} \nu^{-p/2} \quad (4.21)$$

と求めることができる。

このように他の場合でも代入すれば以下の図 4.4 のような光度曲線を得ることができる。図 4.3 の右スペクトル青線 ($\nu_c(t_0) = \nu_m(t_0)$) のように fast、slow cooling の境界のときの振動数 ν_0 とすると、図 4.4 の左図は $\nu > \nu_0$ 、右図は $\nu_0 > \nu$ の振動数の光度曲線である。

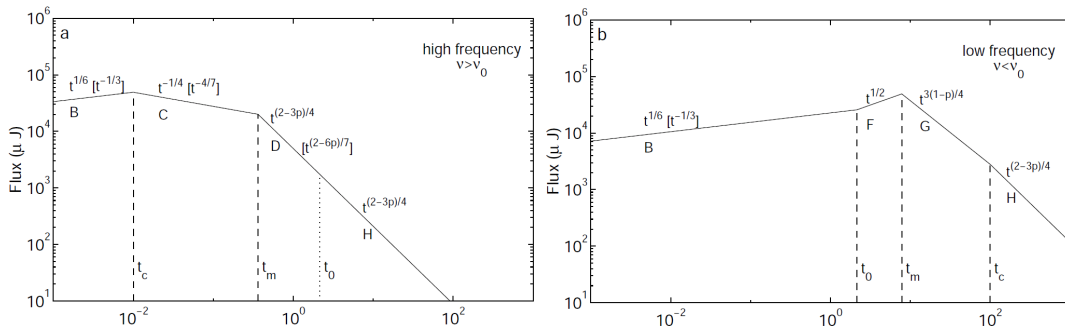


図 4.4: synchrotron-shock モデルが再現した光度曲線：縦軸フラックス (μJ)、横軸時間 (日) である。左図は振動数が $\nu > \nu_0$ 、右図は $\nu_0 > \nu$ のときの光度曲線である。

GRB 後三時間以内の初期残光

しかしながら、Swift 衛星が打ち上がって以来、光度曲線において synchrotron-shock モデルでは説明できない観測結果が示された (付録参照) [48][49][50][51]。減光の振舞いは、時間の経過とともに急な減光 (以下 steep decay)、平らな減光 (以下 shallow decay)、そして従来 (Swift 衛星以前) 知られていた減光 (以下 normal decay) を示し、図 4.5 のような光度曲線の折れ曲りが観測された。それぞれのフラックスの減光の様子は、時間のべき乗で表され、典型的なべき指数を表 4.1 で示す。また、steep decay は GRB のガンマ線の放射 (以下 prompt emissions) と関係があることが予想されるなか、shallow decay が起る原因は確立されていない。

光度曲線の振舞い	時間のべきの指数
急な減光	3–5
傾らかな減光	0.5–1.0
普通の減光	1–1.5

表 4.1: X 線の光度曲線の概念図において減光の振舞とそれぞれ時間のべき指数。

2006 年に Panaitescu et al.(2006)[48] は従来の synchrotron-shock モデルを拡張し、shallow decay の起源を調べた。彼らの議論は可視光と X 線の挙動が異なることを仮定しているが、実際には可視光と X 線の挙動が同じものもあり、確立には至らない。早期の挙動を除く

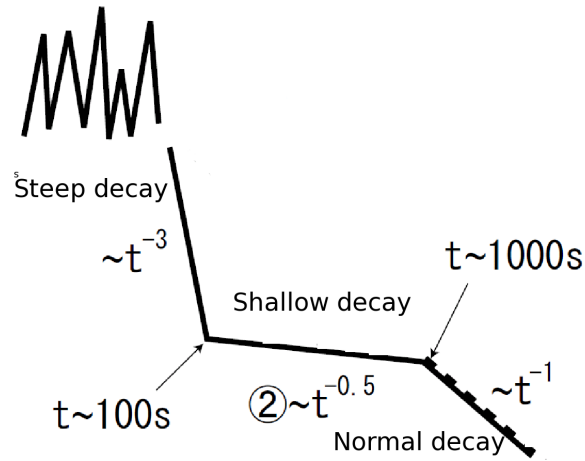


図 4.5: GRB から最初の三時間の残光の X 線光度曲線概念図。縦軸フラックス、横軸時間の指数表示である。

と、後期残光のモデルは確立しつつある。しかしながら、中心天体の正体など根本的な解釈はまだできておらず、これからの精度のよい観測はもちろん、新しい観測手法による研究が必要とされている。

こうした中、2006年11月21日15時22分29秒 UT に Swift 衛星 BAT 検出器が GRB061121 を検出した。Swift 衛星 UVOT の観測によって、可視光の等級は 14.6 等と報告され [53]、距離も可視光の分光観測により赤方偏移 1.314 と求められた [54]。また、この GRB は X 線の光度曲線で shallow decay の振る舞いを見せ、多波長で観測された [55][56]。かなた望遠鏡では X 線の shallow decay 後から可視光と近赤外線の観測に成功した。

私は前章で述べた GRB 多波長即時解析システムの動作確認及び初期成果として、GRB061121 の Swift 及びかなた望遠鏡で撮られたデータの解析を行った。以下にその結果を述べる。

4.2 GRB061121 を観測とデータ解析

4.2.1 Swift による GRB 検出

BAT

図 4.9 は BAT で検出された GRB061121 である。位置は赤経：9h48m54.8s、赤緯：-13D11'16.6" ± 0.9 秒角である。図 4.7 は、GRB061121 の光度曲線である。縦軸はカウントレート、横軸は GRB を BAT が検出してからの経過時間 (秒) である。GRB は一度最初の検出から 5 秒間放射した後、50 秒後から爆発が連続して重なり始め振動し急に明るくなった後は急に減光し始め、そのあとは緩やかに 200 秒まで続いた。継続時間は T90 で 81 ± 5 秒あった。図 4.8 は、スペクトルである。縦軸は $\text{keV}/\text{cm}^2 \text{ s keV}$ で横軸は keV である。縦軸横軸はそれぞれ指数表示であり、直線になっておりエネルギーのべき乗で表せることがわかる。

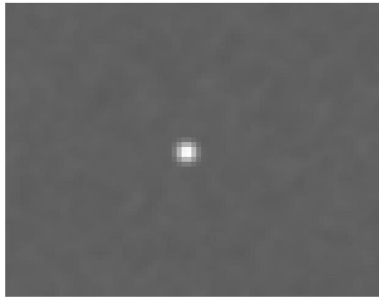


図 4.6: BAT によって検出された GRB061121 の画像

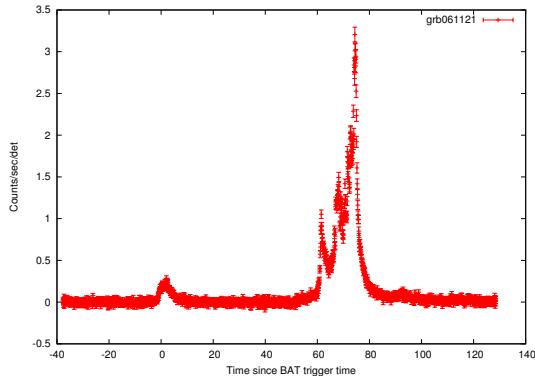


図 4.7: BAT が検出した GRB061121 の光度曲線：縦軸はカウントレート、横軸は GRB を検出してからの経過時間 (秒)

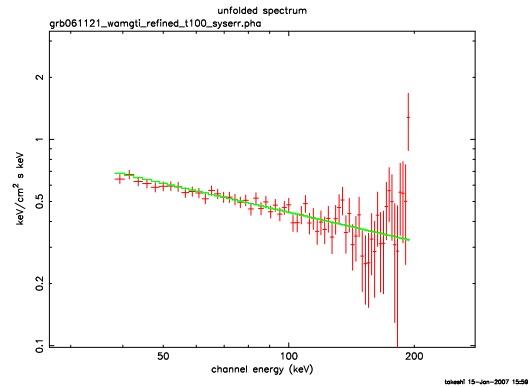


図 4.8: BAT が検出した GRB061121 のスペクトル：縦軸は $\text{keV/cm}^2 \text{ s keV}$ 、横軸はエネルギー (keV)

XRT

BAT による検出の 55 秒後から XRT によって観測された。図 4.9 は BAT で検出された GRB061121 である。GRB の初期残光は明るすぎるため pile-up が生じる、それを防ぐために図 4.9 の左図は CCD の一列のみを用いて Timing mode によって検出された。そして、約 3200 秒に Photon-counting mode で位置が赤経：9h48m54.54s、赤緯：-13D11'42.4" と同定され、誤差は半径 3.5 秒角であった。光度曲線とスペクトルは次節に可視光と比べ詳しく述べる。



図 4.9: BAT によって検出された GRB061121 の画像：左図は Timing mode、右図は Photo counting mode による画像である。右図は残光初期の pile-up を防ぐために CCD の一列のみを用いて観測した。それぞれの明るい側を GRB、暗い側を背景光としてとった。

バンド	GRB 後の経過時間 (秒)	等級
B	650	17.7 ± 0.2
V	167	16.83 ± 0.07
	977	17.98 ± 0.20
ホワイト	112	16.15 ± 0.04
	871	17.58 ± 0.10
	5494	18.47 ± 0.14
	7026	18.53 ± 0.18

表 4.2: UVOT のそれぞれのフィルターによる RB061121 の観測結果

UVOT

BAT の GRB 検出 62 秒後に UVOT によって観測開始された。ホワイトフィルター (約 1.60-650 μm : 図 2.7 参照) によって、GRB の場所は、赤経: 9 h 48 m 54.55 s、赤緯: -13 D 11' 42.4" と同定され、誤差は 0.6 秒角である。測光は、ホワイトフィルターで観測した GRB を半径 6 秒角の円で抜き取り、アパーチャー測光を行った。バックグラウンドは十分に暗い領域を半径 12 秒角の円で抜き取った。また、ホワイトフィルターのアパーチャー測光では本来は半径 12 秒角で行うため補正を行った。その補正は、式 3.3 に $D = 6$ と $R = 12$ 秒角の半径の円で明るい他天体六個を抜き取った。

4.2.2 かなた望遠鏡の観測

GRB が起こった時の東広島天文台では GRB の位置は地平線以下で、最初は観測はできなかったが 11 月 21 日 16 時 37 分 36 秒 UT (GRB 検出後 $\sim 4.6 \times 10^3$ 秒) に高度が 10 度以上になり始めたので観測開始した。そして、77 組の R(0.64 μm)、J(1.25 μm)、そして K(2.20 μm) バンドのイメージをそれぞれ積分時間 123 秒、120 秒、そして 96 秒で撮像した。厚い雲の影響で、19 時 57 分 UT ($\sim 1.5 \times 10^4$) で観測は終わった。

解析は前章のようにダーク画像を引いてフラット画像を割った後に、P S F 測光で求めた値を相対測光により等級を求めた。相対測光に用いた、比較星は、USNOA2.0 0750-07032588 (赤経: 9h49m04.693s, 赤緯: -13D10'30.45"; $R = 14.2$) を用いた。また、USNOA2.0 0750-07032629 (赤経: 09h49m05.090s, 赤緯: -13D13'21.91") で、比較星が変動していないことを確認した。得られた結果は表 4.3 に示し、可視光のイメージを図 4.10 に示す。表は、ピンまとめした時間の平均値で記載した。近赤外線 J、K バンドのイメージも得たが、残光の近赤外線では有意な検出はできなかった。限界等級はそれぞれ 3σ でそれぞれ 16.0 と 13.7 であった。

4.2.3 X 線と可視光の光度曲線

図 4.11 は X 線と可視光とを合わせた光度曲線である。かなた望遠鏡の観測と XRT による観測はそれぞれ黒円と十字で表示してある。また、白円、三角、そして四角は UVOT から得られた R、V そしてホワイトフィルターで可視光観測した結果である。

X 線の光度曲線について述べると、74 秒後に放射のピークがあり X 線の残光は一般的な GRB のように 200 秒までは steep decay、200–2000 秒は shallow decay、そして 5000–30000 秒は normal decay で減光している。X 線の shallow decay と normal decay の変化の

GRB 後の経過時間 (秒)	等級 (R バンド)	重ね合わせたイメージの数
4790	18.16 ± 0.03	3
5374	18.23 ± 0.15	4
6352	18.40 ± 0.08	2
6766	18.53 ± 0.09	5
7591	18.63 ± 0.09	6
8517	18.74 ± 0.18	7
9557	18.77 ± 0.10	8
10723	18.92 ± 0.10	9
12031	19.18 ± 0.09	10
13499	19.49 ± 0.23	11
15147	19.10 ± 0.21	12

表 4.3: かなた望遠鏡の GRB061121 の R フェイルターによる観測結果

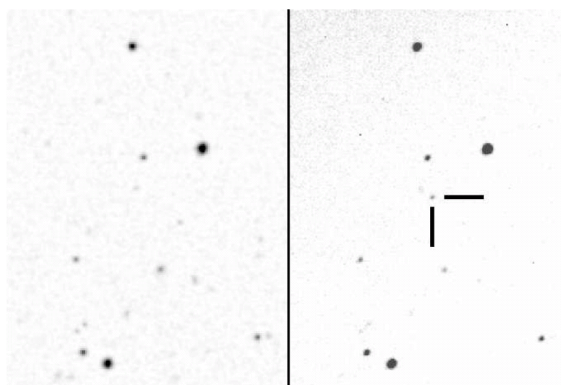


図 4.10: 左図: 既知の星図カタログ右図: かなた望遠鏡による観測の R バンドのイメージである。黒い棒二本で示されたのが GRB の残光である。

段階を、式 4.22 のように滑らかにつながる broken power-law model [Beuermann et al. (1999) [57]] [Rhoads, et al. 1999 [58]] でフィットした。それにより求められた値は表 4.4 に示す。

$$\begin{aligned}
 f(t) &= (F_1^{-n} + F_2^{-n})^{-1/n} (n > 0) \\
 F_i &= k_i t^{-\alpha_i}
 \end{aligned}
 \tag{4.22}$$

次に可視光の減光について述べる。prompt emission の後、可視光度曲線の減光の傾きは X 線の光度曲線のように緩やかになる。300 ~ 2000 秒間は UVOT の V フィルターによる観測もので、その減光を power-law モデルから求めると指数は $\alpha_{01} = 0.73$ であった。かなた望遠鏡の観測した期間 (4.6×10^3 秒 $\lesssim t \lesssim 1.5 \times 10^4$ 秒) では、可視残光は単調に減光した。光度曲線のべきの指数は 0.95 ± 0.05 で説明できる。より後のアメリカ合衆国アリゾナ州の 2.4 m 望遠鏡 MDM やパロマ天文台の 1.5 m 望遠鏡 P60 などの観測による期間 (7.0×10^4 秒 $< t < 4.0 \times 10^5$ 秒) でもまた、べきの指数 0.98 ± 0.03 で示される [59]。つまり、我々が観測した期間とそのあとの期間の指数は一致する。よって、ふたつの期間を合わせて、 4.6×10^3 秒 $< t < 4.0 \times 10^5$ 秒を一つの期間としてまとめ、指数も $\alpha_{02} = 0.98$ とした。得られた power-law モデルのパラメータを図 4.11 に破線で示す。また、それぞれの指数を表 4.4 にまとめる。

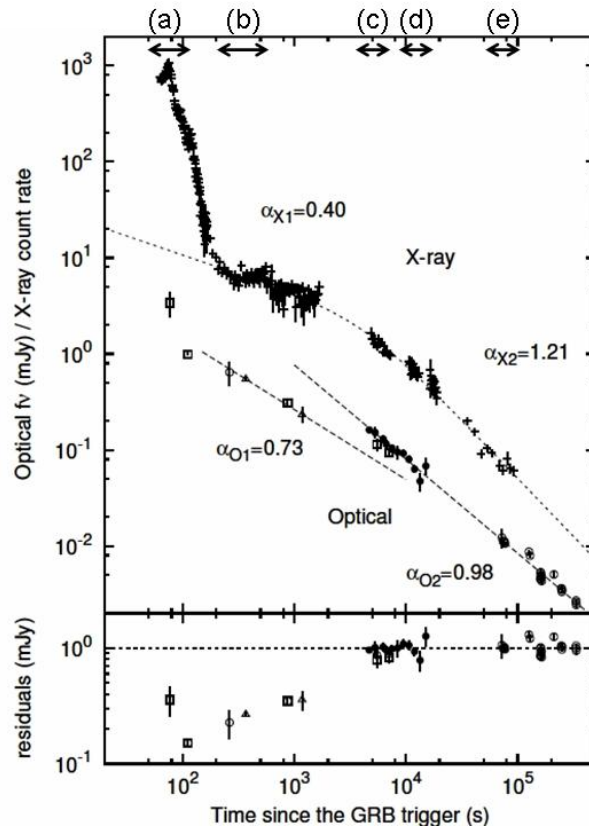


図 4.11: XRT と可視の GRB061121 の光度曲線

観測不足で、図 4.11 と 4.12 からわかるように、光度曲線は X 線と可視光ともに shallow decay と normal decay の変わる時が $1.5 \times 10^3 \text{ 秒} \lesssim t \lesssim 4.6 \times 10^3 \text{ 秒}$ の間は制限をつけることができない。しかし図の破線のように、可視光度曲線の早期と後期の傾きが異なるため、我々の観測は欠落している光度曲線が図 4.12 の赤線のように平らになるか点線のように増光する必要性を示唆する。その一方で、X 線光度曲線はそのような必要性はみられない。それゆえに、X 線と可視光の光度曲線の折れ曲がる時期は重なったように見えるが、X 線の折れ曲がり時期周辺での X 線と可視光の光度曲線はおそらく挙動が異なる。

4.2.4 X 線と可視光のスペクトル解析

XRT によって得られた GRB の残光スペクトルを図 4.13 に示す。図の赤の十字はデータ点である。左図の緑線は高エネルギー側の non-thermal 成分を表す power-law モデル (式 4.23) と星間物質による X 線の光電吸収をモデル化した wabs モデル (式 4.24) から得られたフィットによる結果である。その結果、GRB061121 から XRT 検出器までの間の水素の数が見積もることができる。4.13 左図はこのフィットしたパラメーターを表 4.5 に示す。図 4.13 の右図の緑線は吸収分を補正した値である。このように、X 線のスペクトルから星間吸収量 $N_H = 2.2 \times 10^{21}$ を得ることができた。

$$A(E) = KE^{-\alpha} \quad (4.23)$$

α : photon index

E : エネルギー (keV)

X線の光度曲線

$$3.0 \times 10^2 \text{ s} < t < 1.0 \times 10^5 \text{ s (smoothly broken power-law)}$$

$$\alpha_{X1} = 0.40 \pm 0.09 \text{ (shallow decay)}$$

$$\alpha_{X2} = 1.21 \pm 0.09 \text{ (normal decay)}$$

$$t_{\text{break}} = (4.1 \pm 1.1) \times 10^3$$

可視光の光度曲線

$$3.0 \times 10^2 \text{ s} < t < 3.0 \times 10^3 \text{ s (simple power-law)}$$

$$\alpha_{O1} = 0.73 \text{ (2点でフィットしたため誤差なし)}$$

$$4.6 \times 10^3 \text{ s} < t < 4.0 \times 10^5 \text{ s (simple power-law)}$$

$$\alpha_{O2} = 0.98 \pm 0.01$$

表 4.4: GRB061121 光度曲線の broken power-law モデルにより求められたパラメーター。 α_{o1} は二点でフィットしたので誤差は生まれなかった。

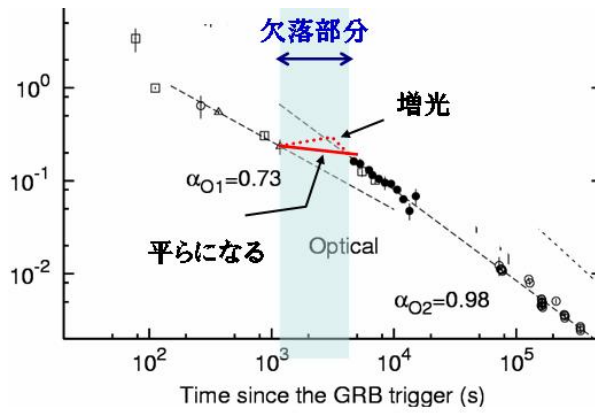


図 4.12: GRB061121 の可視光度曲線の平らな段階: 図 4.11 を可視光の観測不足部分を抜き取った。

K: 単位時間あたり、単位エネルギーあたりの放射光子数 (photons keV⁻¹ cm² 秒⁻¹ at 1keV)

$$A(E) = \exp(-N_H \times \sigma_{ph}(E)) \tag{4.24}$$

N_H : 水素柱密度 (cm⁻²)

σ_{ph} : 光電吸収面積 (cm²)

wabs	N_H	$(2.2 \pm 0.05) \times 10^{21}$
powerlaw	α	2.09 ± 0.02
	K	$(1.20 \pm 0.02) \times 10^{-2}$

表 4.5: XRT による GRB061121 の残光のスペクトルのそれぞれのパラメーター

図 4.14 は光度曲線の典型的な 5 つの時間帯での同時多波長スペクトル (Spectral energy distribution、以下 SED) である。このように GRB が起こってからの時間ごとに分けたのは図 4.14 を見ればわかるように、時間が違えば放射の段階もかわり、スペクトルも変わる可能性があるためだ。丸で表示されている高振動数側が X 線で、データ点の少ない低振動数側が可視光である。パネル (c)(d) にある三角形と四角形の可視光のデータ点について

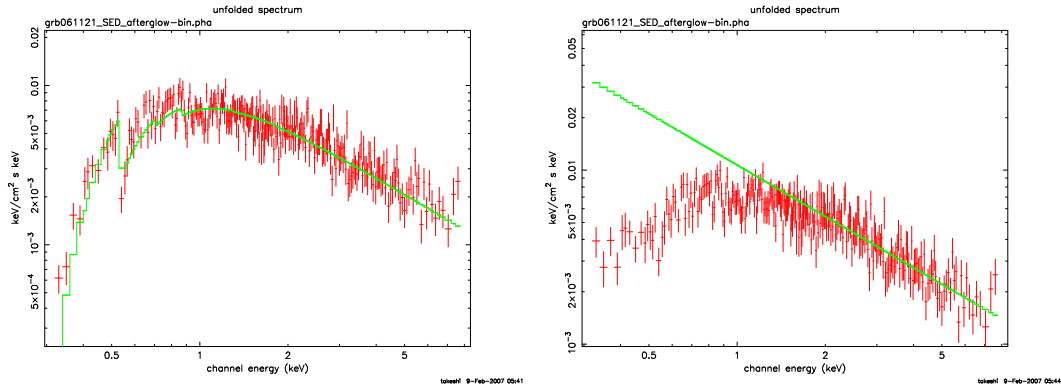


図 4.13: GRB061121 の残光のスペクトル：左図は赤十字がデータで、緑線は式 4.24 をフィットした線である。右図の緑線は星間物質による吸収を補正してフィットした線である。どちらも縦軸フラックス ($\text{keV cm}^{-2} \text{秒}^{-1} \text{keV}^{-1}$) で、横軸エネルギー (keV) である。

期間 (秒)	指数 β
$6.7 \times 10^1 < t < 8.7 \times 10^1$	0.09 ± 0.01
$4.3 \times 10^2 < t < 5.4 \times 10^2$	1.39 ± 0.06
$5.0 \times 10^3 < t < 6.0 \times 10^3$	1.34 ± 0.08
$8.0 \times 10^3 < t < 1.2 \times 10^4$	1.16 ± 0.07
$6.5 \times 10^4 < t < 1.0 \times 10^5$	1.12 ± 0.17

表 4.6: それぞれの時間での X 線のスペクトルにフィットした値 ($\beta = \alpha - 1$)

は考察で述べる。光度曲線から GRB 後 300 秒は prompt emission の影響は十分ないとした。したがって 300 秒以降の X 線のスペクトルを power-law モデルと $N_H = 2.2 \times 10^{21}$ として wabs モデルで補正しフィットし実線で示した。そうすることによって、本来の X 線のスペクトルは実線で表すことができ、その実線を延長することによって多波長での議論ができる。

shallow decay のパネル (b) と可視光での折れ曲がり時期のパネル (c) ではスペクトルの傾きはわずかにパネル (d)、(e) に比べ急勾配である。表 4.6 にそれぞれのフィットしたパラメーターをまとめる。

図 4.14 の可視光観測のフラックスにおいて銀河系内・外の吸収を補正した。系内の吸収の補正には、系内の水素密度のカタログから補正する色超過 (Color excess)[Schlegel et al.(1998)[60]] を用いた。そこで、このモデルの $E(B-V) = 0.04$ 等級を仮定した。銀河系外の吸収は GRB の母銀河のダストによる影響である。宇宙論的距離にある母銀河の種類は決定できず、吸収体であるダストの量や性質に依存するため、系外吸収の補正には不定性がある。しかし、今回の補正には“Q2”モデル [61] を用いた。このモデルの補正を用いた理由は次節の Discussion で述べる。このモデルによる、V バンドで観測された等級から V バンドの本来の天体からの等級を差し引いた可視の吸収 A_V と、水素の柱密度による吸収 N_H の関係 ($N_H/A_V = 3.3 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$) を用いた。そして、X 線の残光のスペクトルを power-law モデルでフィットしそれから N_H を見積った。観測系では $N_H = 2.2 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ を得たので静止系に変換し、吸収の補正には静止系での値 $N_H = 9.2 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ を用いた。 A_V から他のバンドで受けた吸収 (A_B , A_R , そして A_{White}) への変換は Cadfeli et al.(1989)[62] を用いた。

図 4.14 パネル (a) の Prompt emission のピーク時周辺のスペクトルは、X 線でフィットし

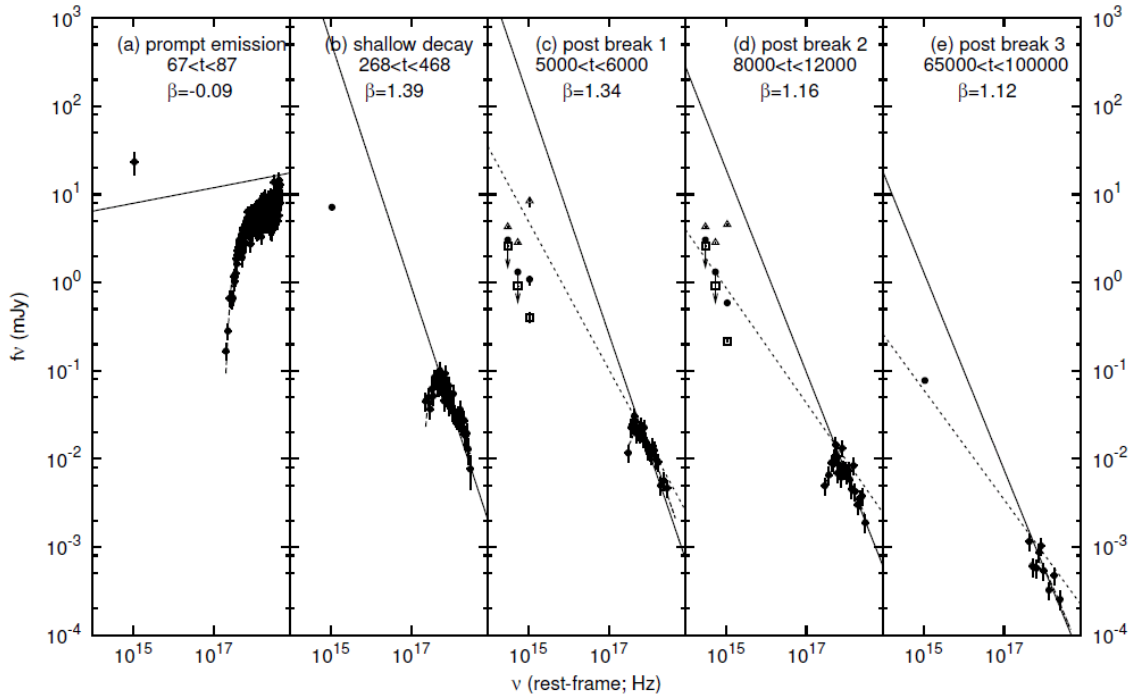


図 4.14: 5 つのの時間に分けた X 線と可視光の同時多波長ストル: 縦軸はフラックス (mJy)、振動数 (Hz) である。

た power-law モデルによる実線よりも可視光のフラックスは大きい。このことは、Prompt emission の可視光と X 線の放射のメカニズムが異なることを示唆する。

また、Prompt emission のピーク時周辺以外のパネル (b)、(c)、(d)、そして (e) では、X 線でフィットした power-law モデルの実線よりも可視光のフラックスは低い。銀河系外の吸収の補正のため、五個の以下のようなモデル、つまり天の川、SMC、LMC、“Q1”、そして“Q2”モデル [63] を試した。それらのモデルの詳細は表 4.7 にまとめてある。その結果、他のモデルよりも A_V の値を一番大きく導く天の川モデルを用いたがその補正を行ったとしても可視光のフラックス 4.14 パネル (c)(d) の三角形は X 線の power-law モデルから予想される値よりも低い。この可視光と X 線との差は X 線と可視光の間の SED に折れ曲がりを示唆する。

4.3 GRB061121 の Discussion

GRB061121 において、この節では観測結果から残光の物理状態について考察する。

4.3.1 残光後期の振舞

かなた望遠鏡の観測開始時間 ($t \sim 4.6 \times 10^3$ 秒) 以降が図 4.11 のように直線を示していることから、その時間以降を後期の残光とした。

図 4.3 の右図の (3) 以降のような $\nu_m < \nu_0 < \nu_c < \nu_X$ の場合光度曲線やスペクトルは synchrotron-shock モデルによって説明ができる。電子エネルギー分布指数を p ($N(\gamma) = \gamma^{-p}$ 、ここで γ は電子のローレンツ因子、 N は個数) とすると、この場合、X 線は ν_0 より大きく、

可視光は v_0 より小さいので、図 4.4 より X 線と可視光の指数は

$$\alpha_X = (3p - 2)/4, \alpha_0 = 3(p - 1)/4 \quad (4.25)$$

と与えられている。式 4.25 に表 4.4 の残光後期の光度曲線の指数 $\alpha_X = 1.21 \pm 0.09$ と $\alpha_0 = 0.98 \pm 0.01$ の値を代入した。また、スペクトルのべき指数は、

$$\beta_X = p/2 \quad (4.26)$$

と与えられている。式 4.26 に後期のスペクトル指数 $\beta_X = 1.16 \pm 0.10$ を代入した。その結果、光度曲線とスペクトルは共に $p \sim 2.3(2.28 - 2.32)$ と一致した。

したがって、図 4.3 の (3) 以降のように v_c は X 線と可視光の範囲にあるべきであることを示す。また、これは観測した図 4.14 の SED と一致し説明ができる。つまり、観測した X 線の power-law (図 4.14 の実線) から予測される可視領域のフラックスと実際に観測した可視光のフラックスの差があったが、それはスペクトルの折れ曲がりとして説明できる。

残光早期の振る舞いについては Uemura.M., Arai.A., Uehara.T., et al. 2007 (投稿中) で今現在議論している。

4.3.2 v_m が可視域を通過するときとスペクトル

最後に、スペクトルの可視域と X 線から予想されるフラックスに差があるのは v_m が減少して可視光域 (図 4.3 の右図 (3)) を通過した結果であるとする仮説について議論する。 $\sim 4 \times 10^3$ 秒 周辺での我々の多波長観測でこの仮説を支持する。normal decay 中では図 4.3 の右図 (3) のように X 線と可視光の間に v_c がある。synchrotron-shock モデルによると、可視領域のスペクトルの傾きはこの段階では $\beta_0 = \beta_X - 0.5$ となる。図 4.14 では、この予想されたスペクトルの傾きを点線で示した。

GRB は宇宙論的距離に存在するため、母銀河の観測はできることは少ない。そのため、可視光データの GRB 母銀河の銀河系外吸収の補正 N_H/A_V には不定性がある。しかし、synchrotron-shock モデルに基づいて適切な補正が見積もることができる。ここで、GRB 母銀河は N_H/A_V の既知の銀河 (表 4.7) であると想定し、 $N_H = 2.2 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ から吸収率 A_V を求め補正した。その結果、図 4.14 のように、天の川モデル ($N_H/A_V = 1.6 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$; 三角形) と Q1 モデル ($N_H/A_V = 6.7 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$; 四角形 [Maiolino et al.(2001)[61]]) となった。図のように、天の川銀河モデルによる V バンドでの高い吸収率 A_V の影響で R バンドや J バンドで異常に急な折れ曲がりを生じさせている。“Q1” モデルによる補正では、可視光のフラックスは低すぎて synchrotron-shock モデル $\beta_0 = \beta_X - 0.5$ を説明できず、図 4.14 パネル (c)(d) において点線と四角形の観測データの傾きがずれている。また、SMC ($N_H/A_V = 1.5 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$) と LMC ($N_H/A_V = 7.6 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$) モデルによる補正もまた可視光の吸収はより低い結果になった。

一方で、“Q2” モデルはもっともらしい SED を再現でき、図 4.14 の黒塗の丸で表示されている。しかし、図 4.14 のパネル (c) においては synchrotron-shock モデルから予測されたスペクトルの傾きよりも可視光領域の傾きがより平らであることを観測された J-R バンドは強く示す。一方で、パネル (d) においては、そのような平らな傾斜が見られない。従って、 v_m は可視-近赤外領域を $\sim 4 \times 10^3$ 秒に通過したことをこれらの結果は示唆している。synchrotron-shock モデルによると v_m の通過後では図 4.3 の右図 (3) の前後のようになる。観測結果でも図 4.14 のパネル (c) のようにスペクトルの傾きはより平らになる。それゆえ、 v_m の通過は 4×10^3 秒 周辺の光度曲線と X 線-近赤外線までの SED の観測結果の振舞いを再現できた。

天の川	天の川のような楕円銀河
SMC	Small Magellanic Cloud : 一番近い銀河である小マゼラウン星雲
LMC	Large Magellanic Cloud : 一番明るく見える大マゼラウン星雲
Q1	粒子半径の指数関数で示される粒子数を持つ旋回運動している AGN ($dn/da = a^{-q}$, ($a_{min} \leq a \leq a_{max}$), $a_{min} = 0.005 \mu\text{m}$, $a_{max} = 10 \mu\text{m}$, $q = 3.5$)
Q2	”Q1” のパラメータが違う AGN ($a_{max} = 1 \mu\text{m}$, $q = 2.5$)

表 4.7: GRB の母銀河と思われる候補 : これらから求められる星間吸収量を補正に用いる。

この場合、synchrotron-shock モデルでは図 4.3 右図の (2) 前後のように、 ν_m は X 線領域を既に通過していなければならない。したがって、可視光での折れ曲がりよりも十分早い時期に X 線でも折れ曲がらなければならないが、観測した GRB061121 の X 線と可視光度曲線の折れ曲がりとは同時期であるので、二つの光度曲線の関係は明らかでない。つまり、より早期の時期に X 線残光は normal decay の段階に入らなければならない。しかしながら、synchrotron-shock モデルにより予測された X 線光度曲線よりも観測したフラックスは低く、shallow decay の段階を示している。この X 線の不足分を Panaitescu et al.(2006)[48] が述べたような電子のエネルギーを得る効率と磁場のエネルギーを得る効率のそれぞれの変化が影響していると考えられるかもしれない。

4.4 GRB061121 のまとめ

我々は X 線の shallow decay の段階後と同時期に GRB061121 を観測した。normal decay 以降の振舞は標準的な fireball モデルと一致することを示した。shallow decay の振舞後からの折れ曲がりとは恐らく同時期であると明らかにした。しかし、shallow decay の間の可視光度曲線は大変平らな、またはもしかすると増光しているが、一方で X 線の光度曲線はそのような振舞はない。この結果は shallow decay の段階中では X 線と可視光には相関がないと明確に示唆する。

第5章 本研究のまとめと課題

5.1 本研究のまとめ

私は本研究で GRB 後 1 分以内に自動でかなた望遠鏡の即時観測を可能にし、Swift・すざく衛星から得られたデータを解析することにも成功した。その結果、GRB の 1.5 m 級の望遠鏡では最速の観測が可能となり、さらに 5 MeV に及ぶガンマ線から近赤外線にまでわたる多波長で GRB の情報を引き出すことができる多波長即時解析システムの構築の基盤を完成させた。それにより、GRB や初期宇宙の解明に貢献が期待できる。

さらに今回、X 線と可視光度曲線の早期の関係は物理的な理解どころか観測的にさえ明確になっていないが、GRB061121 の観測では X 線と可視光は見かけの上で同時期に折れ曲がる場合があるが、折れ曲がりの直前で光度曲線に相関は見られないことが明らかになった。

5.2 今後の課題

解析システムの面においては、Swift 衛星 UVOT 検出器の Event mode の解析システムが Swift チームと同等の精度までは得られていない。この検出器の情報を得られる GRB 研究者は日本ではないため、システムが完成すれば日本で唯一の GRB の早期紫外線の情報を引き出せる。また、来年度には次世代ガンマ線衛星 GLAST や、かなた望遠鏡の検出器可視偏光撮像装置 HOWPol が新たな GRB 検出器として用いて多波長観測の短波長側を伸ばし、可視においては偏光観測もできるようなシステムをさらに強化する。

即時観測システムの面においては、3 章の最後の表 3.1 からわかるように天文台が無人のため週末に GRB が起きたときには対応できていない状態である。今後は週末に対しても対応できるようにシステムの見直しが必要である。

GRB061121 において論文を投稿し始め成果が出始めている。さらに課題を解消し、synchrotron-shock モデルが予言する SED や光度曲線を用いて、観測結果が示唆する残光の物理状態を即座に理解し、本システムのさらなる可能性を追求する。その結果、GRB や初期宇宙の解明に多大な貢献ができると期待できる。

謝辞

本論文を執筆するにあたって、大杉先生には研究室に配属される前から専門書などを貸して頂いたり、非常に充実した研究環境を提供くださり大変感謝しています。深沢先生には、興味深い研究の提案と指導、ゼミ、そして論文の構成を細部にまでわたりご指導していただき深く感謝しています。植村先生には、GRB にたいして幅広い知識、研究全般の基本、そして論文の執筆での注意点などを細かく非常にわかりやすく教えていただき、また、有意義な天文台での生活を与えて下さり誠に感謝しています。山崎先生には、他研究室にも関わらず暖かく沢山のご指導いただき、またモデルの資料などもご提供くださりありがとうございました。大野さんには、全くの初心者であった私に Swift 衛星の解析方法を一から教えて頂き、研究の助言をしてくださり大変お世話になりました。高橋さんには、すざく衛星の解析からパーソナルコンピュータの高度な使用方法を教えていただき感謝しています。浅野さんには、哲人のような研究姿勢をみせていただき研究の励みになりました。最後に、研究を応援し励ましてくれた皆さん、一緒に取り組んだ皆さんに心から感謝しています。

References

- [1] Volker Schönfelder 「The Universe in Gamma Rays」 Springer
- [2] 高橋 麻奈 「やさしいC」 SoftBank Creative
- [3] 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」 修士論文、広島大学理学研科、2003年
- [4] 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」 修士論文、広島大学理学研究科、2005年
- [5] 木野 勝 「広波長域撮像・分光観測装置 TRISPEC の改修」 修士論文、名古屋大学理学研究科、2002年
- [6] 恩田 香織 「ガンマ線バースト可視光閃光観測システム EIDGET の性能評価」 学士論文、東京理科大学理学部、2004年
- [7] 田 裕次 「ガンマ線バーストの可視光追跡観測システムの開発」 東京理科大学理学研究科、2001年
- [8] Klebesadel, Ray W. , I.B. Strong and R.A. Olson, et al.:1973ApJ...182L..85K
- [9] Metzger et al. 1974, Trombka et al. 1974
- [10] R.J.Nemiroff:Publ. Astronomical Soc . Pac.107(1995)1131 .
- [11] D.Q.Lumb: Publ. Astronomical Soc. Pac.107(1995)1152
- [12] B. Paczynski:Publ. Astronomical Soc. Pac107(1995)1167
- [13] Paciesas et al
- [14] van Paradijs et al., 1997, Nature, 386, 686
- [15] E. Costa et al., Nature 387, 783 (1997).
- [16] Bloom,Kulkarni&Djorgovski (2002)
- [17] M.R. Metzger et al., Nature 387, 879 (1997).
- [18] Fishman, Gerald J.,Meegan, Charles A.:1995ARA&A..33..415F
- [19] Hjorth et al., Nature, 423, 847 (2003)
- [20] Kawabata,K.S. et al.:2003,ApJ,593,L19-L22
- [21] Chincarini, G., et al. 2005, ApJ, submitted

- [22] Nousek, J. A.;2006ApJ...642..389N
- [23] Zhang et al;2005
- [24] Tagliaferri et al.;2005
- [25] Burrows et al.;2005
- [26] Piro et al.;2005
- [27] Gehrels et al.;2005 Nature
- [28] Prochaska et al. a-ph/0510022
- [29] Kawai N.,Kosugi G.,Aoki K.,et al.,2006,Nature 440,184
- [30] M.Boer et al.;2006Apj/0510381
- [31] Neil G et al.;2006 http://www.nasa.gov/mission_pages/swift/bursts/short_burst_oct5.html
- [32] <http://yslibrary.cool.ne.jp/tentai009.GIF>
- [33] Romano et al. 2006, A&A, 456, 917 Vaughan et al. 2006, ApJ, 638, 920
- [34] http://swift.gsfc.nasa.gov/docs/swift/analysis/threads/uvot_threads.html
- [35] M. Ohno et al.GCN Circ. 4297
- [36] M. Suzuki et al.GCN Circ. 5487
- [37] M. Tashiro et al.GCN Circ. 5543
- [38] たのしいIRAF 能丸淳一・西原英治 天文情報処理研究会
- [39] Piran, T. 1999, Phys. Rep., 314, 575
- [40] M. Uemura, A. Arai, and T. Uehara et al GCN 5828
- [41] K. Onda, M. Tashiro, K. Abe, Y. Sato, M. Suzuki, Y. Urata et al.GCN 5907
- [42] Y. Urata, M. Tashiro, K. Abe, K. Onda, Y. Sato, M. Suzuki et al. GCN 5917
- [43] M. Uemura, A. Arai, and T. Uehara et al GCN 5969
- [44] M. Uemura, A. Arai, and T. Uehara et al GCN 5971
- [45] K. Hurley and T. Cline,et al GCN 6022
- [46] K. Hurley and T. Cline et al GCN 6024
- [47] M. Uemura, A. Arai, and T. Uehara et al GCN 6039
- [48] Panaitescu, A., Meszaros, P., Burrows, D., Nousek, J., Gehrels, N., O'Brien,P., & Willingale, R. 2006, MNARAS, 369, 2059

- [49] Yost, S. A., Swan, H. F., Rykoff, E. S., Aharonian, F., Akerlof, C. W., Alday, A., Ashley, M. C. B., Barthelmy, S., et al. 2006b, astro-ph/0611414
- [50] Rykoff, E. S., Mangano, V., Yost, S. A., Sari, R., Aharonian, F., Akerlof, C. W., Ashley, M. C. B., Barthelmy, S. D., et al. 2006, APJ, 638, L5
- [51] Blustin, A. J., Band, D., Barthelmy, S., Boyd, P., Capalbi, M., Holland, S. T., Marshall, F. E., Mason, K. O., et al. 2006, APJ, 637, 901
- [52] Klotz, A., Boer, M., Atteia, J.L., Stratta, G., Behrend, R., Malacrino, F., & Damerджи, Y. 2005, , 439, L35
- [53] Yost, S.A., Swan, H.F., Rykoff, E.S., Aharonian, F., Akerlof, C.W., Alday, A., Ashley, M. C.B., Barthelmy, S., et al. 2006b, astro-ph/0611414
- [54] Bloom, J.S., Perley, D.A., & Chen, H.W. 2006, GCN Circ., 5826
- [55] Melandri, A., Guidorzi, C., Mundell, C.G., Steele, I.A., Smith, R.J., Monfardini, A., Carter, D., Kobayashi, S., et al. 2006, GCN Circ., 5827
- [56] Uemura, M., Arai, A., & Uehara, T. 2006, GCN Circ., 5828
- [57] Beuermann, K., Hessman, F.V., Reinsch, K., Nicklas, H., Vreeswijk, P.M., Galama, T.J., Rol, E., van Paradijs, J., et al. 1999 ,352, L26
- [58] Rhoads, J.E. 1999, ApJ in press (astro-ph/9903399)
- [59] Halpern, J. P. & Armstrong, E. 2006a, GCN Circ., 5853
- [60] Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, ApJ 500, 525
- [61] Maiolino, R., Marconi, A., & Oliva, E. 2001, A&A 365, 37
- [62] Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245
- [63] Guidorzi, C., Gomboc, A., Kobayashi, S., Mundell, C. G., Rol, E., Bode, M. F., Carter, D., La Parola, V., et al. 2006, A&A, in press (astro-ph/0611732)
- [64] Sari, R., Piran, T., & Narayan, R. 1998, APJ, 497, L17
- [65] Uemura, M., Kato, T., Ishioka, R., & Yamaoka, H. 2002, PASJ, 55, L31
- [66] Klotz, A., Boer, M., Atteia, J. L., Stratta, G., Behrend, R., Malacrino, F., & Damerджи, Y. 2005, A&A, 439, L35
- [67] Jelínek, M., Prouza, M., Kubánek, P., Hudec, R., Nekola, M., Řídký, J., Grygar, J., Boháčová, M., et al. 2006, A&A, 454, L119
- [68] Dai, X., Halpern, J., Morgan, N., Armstrong, E., Mirabal, N., Haislip, J., Reichart, D., & Stanek, K. 2006, submitted to ApJL (astro-ph/0609269)
- [69] Mundell, C. G., Melandri, A., Guidorzi, C., Kobayashi, S., Steele, I. A., Malesani, D., Amati, L., D'Avanzo, P., et al. 2006, ApJ, in press (astro-ph/0610660)

- [70] Sari, R., Piran, T., & Halpern, J. P. 1999, ApJ, 519, L17
- [71] Sheth, K. Frail, D. A., White, S., Das, M., Bertoldi, F., Walter, F., Kulkarni, S., & Berger, E. 2003, ApJ, 595, L33
- [72] Peng, F., Konigel, A., & Granot, J. 2005, ApJ, 626, 966
- [73] Makoto Uemura, Akira Arai, Takeshi Uehara, et al 2007 PASJ