

修士論文
超広視野可視光望遠鏡 WIDGET-2 による
ガンマ線バーストの探査

埼玉大学大学院 理工学研究科 物理機能系専攻
物理学コース 田代・寺田研究室
12MP101 石田勇介

指導教官：田代信 教授

平成 26 年 3 月 22 日

概要

ガンマ線バースト (Gamma-Ray Burst, GRB) は、宇宙のある一点から、数ミリから数 100 秒のうちに、強いガンマ線が放射される現象である。そのエネルギーはビッグバンを除けば、宇宙でも最大規模の爆発現象である。GRB からは、最も光度の大きいガンマ線での初期放射のほかに、よく知られた残光とよばれる X 線および可視光など多波長での長期減光と、まれにプリカーサーとよばれる初期放射の前の X 線放射が観測される。また、初期放射と同期した可視光放射をとくに可視光フラッシュと呼ぶ。これらの起源として、プリカーサーに対応するショックブレイクアウト、初期放射に対応する内部衝撃波、残光に対応する外部衝撃波が考えられているが、各衝撃波には、先行衝撃波、逆行衝撃波の両方が考えられ、各波長での増光のタイミングから、それぞれの放射領域を検討する必要がある。しかしながら現状では、必ずしもこれらを網羅した系統的な観測がなされておらず、全体像は鮮明になっていない。なかでも観測例の少ない可視光フラッシュの観測を行うことを目的として、GRB 観測衛星の視野を常に追尾し観測を行う広視野の可視光望遠鏡 WIDGET-2 が開発された。WIDGET-2 は、全天の 10 分の 1 をカバーする広い視野を持ち、Swift 衛星の視野を優先的に追尾するようにプログラムされている。Swift 衛星の視野が地平面以下にあるときでも、継続して天頂方向を観測しているので、Swift 衛星以外の衛星が捉えた GRB のある視野を偶然、撮影している可能性もある。すでに WIDGET-2 による Swift と同期した観測例は 4 例報告されているが、本論文はその観測例を増やすため、他衛星が検出した GRB の探査を行った。対象とした GRB は、全天の半分をカバーしかつ、ガンマ線の帯域で観測を行っている Fermi 衛星の GBM が観測した 228 event と、多衛星による連携で GRB の位置決定をおこなっている Interplanetary Network (IPN) の報告から 20 event である。まず、WIDGET-2 の取得した画像の中に、それぞれ、その前後数時間の画像があるかについて調べ、Fermi GBM と同じ視野を GRB 発生二時間半前でとらえた、GRB081122 (long GRB) , 発生後 7 時間後で捕えた GRB081223 (short GRB) , 発生後 5 分後をとらえた GRB090206 (short GRB) の 3 event に対応する画像を見いだした。しかし、どれもトリガーから時間が経った画像で、初期の目的である可視光フラッシュの観測はかなわず、プリカーサーと残光の探査を行った。衛星の報告した GRB 発生領域には、多数の星像がみられたが、この中から GRB 候補となる天体を特定するため、まず前後の時間の画像との差分をとり変光している天体を特定した。次に、これらの変光天体を、それぞれカタログをつかって同定し、未知の天体が残るか調べた。結果、検出されたすべての変光天体は、いずれも同定でき、GRB 候補は検出できなかった。各画像を撮影したときの検出限界を、バックグラウンドの 1σ のゆらぎとして見積もると、R-band、積分時間 5 秒で 11.62-12.10 等、60 秒で 12.41-12.78 等であった。残光探査をおこなった 2 つの short GRB について、得られた上限値をこれまでの観測例と比較する。M. Nysewander et al. (2009) で求められている平均的な short GRB の X 線残光の減少率をとり、さらに Panaitescu et al.

(2011) から X 線残光と可視光残光の相関を得た。後者では coupled light curve と decoupled light curve の二種類が提示されているので、両者について、WIDGET-2 での観測時刻において予想される可視光残光の強度を推定した結果、coupled light curve モデルの場合で GRB081223: 19.97 (+1.36,-1.32)、GRB090206: 14.32 (+1.38,-1.30) 等、decoupled light curve モデルの場合で GRB081223: 21.65 (+1.76,-1.66)、GRB090206: 15.98 (+1.74,-1.69) 等であった。これらはいずれも検出限界感度を下回っており、WIDGET-2 で求めた上限値は、先行研究で得られた初期放射光度と可視光残光の相関と矛盾しないことがわかった。

目次

第1章	ガンマ線バースト	8
1.1	ガンマ線バーストの発見	8
1.2	GRB の等方性	8
1.3	残光の発見	9
1.4	超新星爆発との関連性	10
1.5	火の玉モデル	12
1.5.1	内部衝撃波の生成機構	12
1.5.2	外部衝撃波による可視光残光	13
1.6	可視光観測	17
1.6.1	可視光フラッシュ	17
1.6.2	可視光の残光観測	18
1.6.3	プリカーサー	20
第2章	WIDGET	21
2.1	観測目的	21
2.2	運用の歴史	21
2.3	Swift 衛星	22
2.4	WIDGET-2	23
2.4.1	観測体制	23
2.4.2	CCDカメラ	23
2.4.3	赤道儀	24
2.4.4	観測小屋	25
2.4.5	その他のサポート機器	27
2.5	WIDGET-L	28
2.6	WIDGET の成果	29
第3章	画像解析	31
3.1	1次処理	31
3.1.1	ダーク処理	31
3.1.2	フラット処理	32
3.2	アストロメトリ	32
3.2.1	座標変換	32

3.2.2	画像のゆがみ補正	33
3.3	差分法	35
3.4	測光	35
3.4.1	アルゴリズム	35
3.4.2	積分時間と限界等級の関係	37
3.4.3	等級の変換	38
第 4 章	GRB 探査	39
4.1	目的	39
4.2	探査パイプライン	39
4.3	Fermi 衛星との同期調査	41
4.3.1	Fermi 衛星	41
4.3.2	データ	41
4.3.3	サーチ	42
4.3.4	結果	42
4.4	IPN との同期調査	47
4.4.1	IPN	47
4.4.2	サーチ	48
第 5 章	議論	50
5.1	X 線残光フラックスの算出	50
5.2	X 線、可視光の残光フラックスの相関	51
第 6 章	まとめ	55
付 録 A	付録	56
A.1	GCN	56

目 次

1.1	BATSE により観測された GRB の銀河座標分布	9
1.2	GRB970228 の X 線残光の様子	10
1.3	HETE-2	11
1.4	GRB030329 の残光スペクトルの時間変化	11
1.5	slow cooling fast cooling	16
1.6	GRB990123 のライトカーブ	17
1.7	GRB080319 のライトカーブ	18
1.8	GRB130427A のライトカーブ	19
2.1	WIDGET-2	21
2.2	WIDGET の観測限界	22
2.3	Swift 衛星	23
2.4	WIDGET-2 観測体制 [19]	23
2.5	Apogee Alta U10	24
2.6	Canon EF50mm F1.4USM	25
2.7	CCD の検出感度	26
2.8	赤道儀 Temma2	26
2.9	雨センサー	27
2.10	UPS	28
2.11	WIDGET-L	29
2.12	大火球	30
3.1	ダークフレーム	31
3.2	フラットフィールド	32
3.3	フラットフィールドの比較 [9]	33
3.4	赤道座標	34
3.5	光軸中心からの距離と星の位置のずれ [19]	34
3.6	差分法により発見された突発天体 [6]	35
3.7	限界等級と積分時間	37
4.1	Fermi 衛星	41
4.2	Fermi 探査パイプライン	42
4.3	左：2008/11/22 19:06:41 右：差分	44

4.4	左：2008/12/24 02:28:22 の積分時間 5s の画像 右：差分	45
4.5	左：2008/12/24 02:28:22 積分時間 60s の画像 右：差分	45
4.6	左：2009/02/06 23:57:20 の画像 右：差分	46
4.7	IPN 探査	48
4.8	GRB081105 結果	49
5.1	Swift と Fermi の flux 相関:横軸 Swift 縦軸 Fermi	51
5.2	残光の標準モデル	52
5.3	couple light cuves[14]	53
5.4	decouple light cuves[14]	53
A.1	GCN 概念図	56

表 目 次

1.1	可視光フラッシュ観測例	18
2.1	カメラカタログ値	24
2.2	レンズカタログ値	25
2.3	WIDGET による GRB 観測例	30
4.1	WIDGET-2 観測期間と状況	40
4.2	WIDGET-2 の観測データ	43
4.3	GRB081122 観測データ	43
4.4	GRB081223 の観測データ	44
4.5	GRB090206 の観測データ	46
4.6	測光結果 (R-band)	47
4.7	測光結果 (V-band)	47
4.8	測光結果 (B-band)	47
5.1	X 線残光フラックス算出結果	51
5.2	可視光フラックス算出結果	54
5.3	可視光フラックス比較	54

第1章 ガンマ線バースト

1.1 ガンマ線バーストの発見

ガンマ線バースト (Gamma-Ray Burst, GRB) は、1967年に、アメリカの核実験監視衛星 VELA によって発見された宇宙最大規模の爆発現象である。この天体現象は、宇宙論的遠方から等方的に、数ミリから数 100 秒のうちに、強いガンマ線が放射される現象である。そのエネルギーは、 $10^{51} \sim 10^{53} \text{erg}$ にも達する。最初に発見されて以来、様々な発見があり、研究は大きく進展しているが、放射機構や放射領域などいまだに謎の多い天体である。

1.2 GRB の等方性

GRB はいつ、どこで発生するかわからないうえ、非常に短時間のため発生位置の特定が非常に困難であった。そのため、GRB 研究はなかなか発展がみられなかった。1991 年にアメリカが打ち上げたコンプトンガンマ線天文台 (CGRO) に搭載された BATSE 検出器によって GRB 研究に大きな進展がもたらされた。BATSE はほぼ全天をサーベイし、10 年間で 2704 個の GRB を観測した。図 1.1 は BATSE によって作られた GRB の銀河座標での全天分布である。この BATSE の観測により 1 日に約 1 回の頻度で等方的に発生することがわかった。仮に銀河系内で GRB が発生しているとするなら、星の多い銀河面は、GRB の発生頻度が高くなるはずである。分布をみるとそのような傾向は見られない。このことより GRB は太陽系の近傍かあるいは宇宙論的な遠方で起こっていることが強く示唆される結果となった。ここで、GRB が宇宙遠方で起こっていると仮定すると、コンパクトネス問題が生じる。観測される GRB のフラックスの変動時間は、 $\Delta t \sim 10 \text{ms}$ で、放射領域の半径を見積もると $R \sim c\Delta t \sim 3 \times 10^6 (\Delta t/10 \text{ms}) [\text{m}]$ となる。その間に放射されるガンマ線のエネルギーは、 10^{49}erg を越える。また、GRB のスペクトルは、電子の静止エネルギー (511 keV) を越えて分布しており、電子・陽子対生成が起こっていると考えられる。この反応が起こる割合を f_p 、トムソンの散乱断面積を σ_τ 、等方エネルギー流を F 、GRB までの距離を D 、電子の静止質量を m_e 、光速を c とすると、光学的厚み τ は、次の式で表される。

$$\tau \sim \frac{\sigma_\tau f_p F D^2}{R^2 m_e c^2} = 10^{13} f_p \left(\frac{F}{10^{-7} \text{erg/cm}^2} \right) \left(\frac{D}{3000 \text{Mpc}} \right) (\Delta t 10 \text{msec})^{-2} \quad (1.1)$$

光学的厚みが大きくなり、スペクトルは熱的なはずである。しかし、観測によって得られたスペクトルは非熱的なものであったため、矛盾が生じた。この問題のため、宇宙遠方で起こるとは考えられず銀河系内から起こると考えられていた。

また、BATSE が捉えた GRB は、継続時間によって、2 つに分類されることも示した。ここ

2704 BATSE Gamma-Ray Bursts

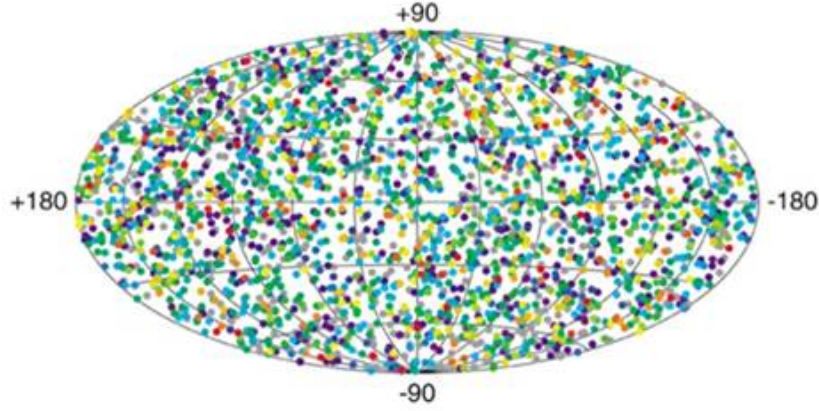


図 1.1: BATSE により観測された GRB の銀河座標分布

で継続時間が 2 秒よりも長いかわいかで、その頻度に 2 つのピークができていたことがしめされた。T90 が 2 秒以上を long GRB、2 秒以下を short GRB という。

1.3 残光の発見

前述の問題により、発生領域が宇宙論的遠方と判別ができなかったが 1997 年にその説を裏付ける観測結果がでた。オランダ・イタリアの X 線観測衛星 BeppoSAX によって GRB の X 線残光の観測である。図 1.2 はその BeppoSAX により観測された GRB970228 の X 線画像である。左図が GRB 発生から 8 時間後、右図が二日後の画像である。この画像をみると残光はしだいに減光するが数日間も観測可能な残光を残すことがわかる。さらにこの X 線残光を可視光望遠鏡が観測したところ GRB が発生した場所に銀河が発見され、赤方偏移が $z = 0.835$ であることがわかった。この赤方偏移から距離がわかり、GRB が宇宙論的遠方で発生していることがわかった。加えて、距離からバースト放射の全エネルギーが計算でき、それが等方的だとするとエネルギーは 10^{54} erg に達する。これは、典型的な超新星爆発の 1000 倍ものエネルギーに相当する。

ここで、宇宙論的遠方で起こっているとすると、前述のコンパクトネス問題を解決せねばならない。そこで、相対論的ビーミング効果を取り入れ考えなおされた。相対論的に膨張している領域から、GRB が放射され、放射領域がローレンツ因子 Γ まで運動しているとする。それが R まで膨張している時に観測される場合を考える。静止系で運動方向に垂直に放出された光子は、観測者系から見ると、光子が前面に角度 $\theta \sim \Gamma^{-1}$ に放出されたしか見えなくなる。これにより、 $\Delta t \sim R/c$ ではなく、 $\Delta t \sim \frac{R}{c\Gamma^2}$ となる。すなわち、

$$\Delta t = \left(\frac{R}{\beta c} + \frac{d}{c} \right) - \frac{R+d}{c} = \frac{R}{\beta c} (1 - \beta) \quad (1.2)$$

$\Gamma > 1, \beta \sim 1$ の時、 $\beta = \sqrt{1 - \frac{1}{2\Gamma^2}}$ なので、

$$\Delta t \sim \frac{R}{2\Gamma^2 c} \quad (1.3)$$

$$R \sim 2\Gamma^2 c \Delta t \quad (1.4)$$

となる。ローレンツブーストによって、観測者系でのエネルギー $\epsilon_{obs} = \Gamma m_e c^2$ のガンマ線は静止系ではエネルギーが、 $\epsilon_{res} = m_e c^2 / \Gamma$ となる。電子陽電子が対生成する割合は、相対論的ビーミング効果により、 $(\Gamma^2)^{2-\alpha}$ 減ることになり、光学的な厚みは、 $\Gamma^{-4+2(2-\alpha)} = \Gamma^{-2\alpha}$ 分だけ小さくなる。式 (1.1) より、スペクトルのベキが、 $\alpha \sim 3$ 程度である。 $\Gamma > 100$ と仮定するなら光学的厚みは 1 より小さくなり、電子陽子対生成は起きなくなり、ガンマ線がでてくることができる。

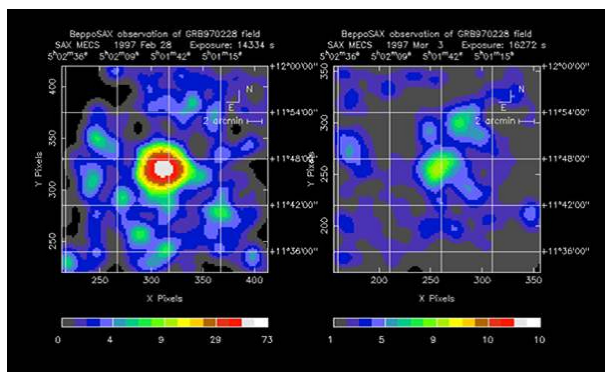
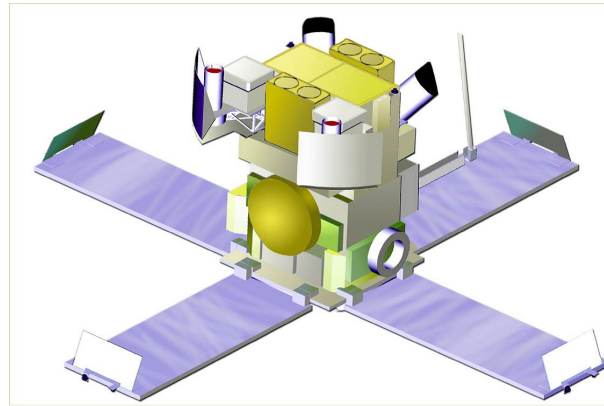


図 1.2: GRB970228 の X 線残光の様子: 左図が GRB 発生から 8 時間後、右図が二日後の画像

1.4 超新星爆発との関連性

2000 年 10 月 9 日に理化学研究所と米、仏の国際協力チームとの共同で開発され打ち上げられた HETE-2 の登場により GRB 研究に大きな進展がもたらされた。この衛星は GRB を広いエネルギー範囲（軟 X 線からガンマ線）で同時観測することにより、その発生源の天体の物理的な機構を解明することを目的とした高エネルギートランジェント天体探査衛星である。この衛星のシステムは、GRB をとらえると衛星上でその位置を 10 秒角の精度で決定し、即座に地上の様々な観測施設に通達することで発生直後の GRB を観測することを可能にした。衛星と地上の望遠鏡を即時通報ネットワークで結ぶという世界初の試みは GRB のような突発天体の観測に絶大な威力を発揮した。この衛星により 2003 年 3 月 29 日に捕えられた GRB030329 は GRB の正体解明への大きなアプローチになった。撮影初期は悪条件のため座標を特定できなかったが残光を軟 X 線カメラ (SXC) で観測できたことによって 2 分角の決定精度で位置決定ができ、73 分後に世界中の観測施設に通達された。初期残光の明るさは 13 等級にものぼった。チリにある VLT (Very Large Telescope) による分光観測の結果、赤方偏移 $z = 0.168$ (約 20 億光年) の距離にあること



HETE-2 Satellite

図 1.3: HETE-2

がわかり、他の GRB より比較的地球に近いところにあることがわかった。さらにこの VLT による可視光帯域での一か月間に 6 回の分光観測を行った結果、思わぬ結果があらわれた。図 1.4 はスペクトルの時間による変化を表している。これを見ると初期のスペクトルは GRB の残光の典型的な形だが日にちがたつとあるスペクトルの形が現れる。この形が Ic 型超新星爆発のスペクトルと一致した。これにより GRB が超新星爆発と関係がある可能性が示唆される結果となった。

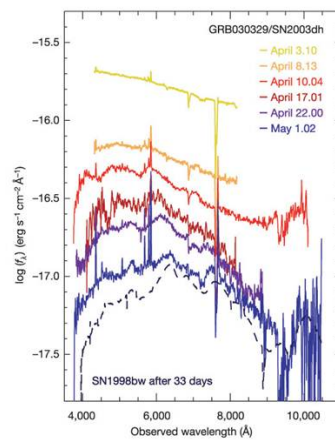


図 1.4: GRB030329 の残光スペクトルの時間変化

1.5 火の玉モデル

GRB の発生について説明する理論モデルとして図 1.3 のようなモデルがある。これは火の玉モデルとよばれる GRB の放射モデルである。大質量星が崩壊してブラックホールを生成する際、相対論的速度のジェットを生成する。放出された相対論的プラズマ流がシェル状に何度も噴き出し、シェル同士が激しく衝突し、内部衝撃波が発生する。これによって電子・陽電子プラズマが加速され、100MeV に達するエネルギーが生成されると同時に強磁場も形成されてシンクロトロン放射によって X 線が放射される。この X 線はプラズマの静止系から見たときの光子のエネルギーであり、他の観測者から見ると光のドップラー効果によってガンマ線として観測される。シェルはそのまま進み星間物質と衝突し外部衝撃波を発生させる。シェルの磁場と星間物質の電子がシンクロトロン放射を起こすことにより X 線や可視光、電波が放射され残光として観測される。

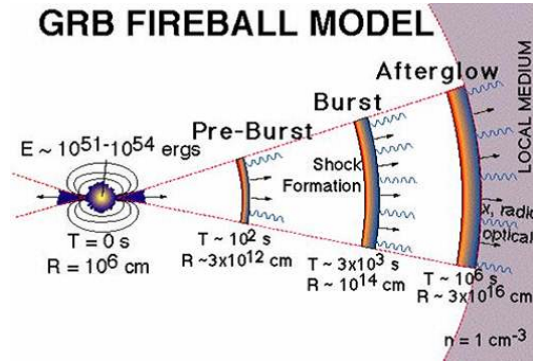


図 1.3 火の玉モデルの概念図

1.5.1 内部衝撃波の生成機構

電子陽電子プラズマがシェル同士の衝突による衝撃波によって、シェル内の磁場に反射され衝撃波面を何度も往復するにつれて加速される (フェルミ加速)。その際、シェル内の磁場とシンクロトロン放射をする。ローレンツ因子 Γ_r 、質量 m_r のシェルが速度の遅いローレンツ因子 $\Gamma_s (< \Gamma_r)$ のシェルに衝突して、ローレンツ因子 Γ_m 、質量 m_m のシェルになったとする。エネルギー運動量の保存より、

$$m_r \Gamma_r + m_s \Gamma_s = (m_r + m_s + E_m/c^2) \Gamma_m \quad (1.5)$$

$$m_r \sqrt{\Gamma_r^2 - 1} + m_s \sqrt{\Gamma_s^2 - 1} = (m_r + m_s + E_m/c^2) \sqrt{\Gamma_m^2 - 1} \quad (1.6)$$

が成り立つ。ここで E_m は衝突によって放出されるシェルのエネルギーであり、この一部が観測される放射となる。これらを解くと、

$$\Gamma_m = \frac{m_r \Gamma_r + m_s \Gamma_s}{\sqrt{m_r^2 + m_s^2 + 2m_r m_s \Gamma_{rs}}} \quad (1.7)$$

$$E_m/c^2 = \sqrt{m_r^2 + m_s^2 + 2m_r m_s \Gamma_{rs}} - m_r - m_s \quad (1.8)$$

が得られる。ここで $\Gamma_{rs} = \Gamma_r \Gamma_s - \sqrt{\Gamma_r^2 - 1} \sqrt{\Gamma_s^2 - 1}$ は質量 m_r のシェル から見た質量 m_s のシェルのローレンツ因子である。エネルギーの変換効率 ϵ は

$$\epsilon = 1 - \frac{(m_r + m_s)\Gamma_m}{m_r \Gamma_r + m_s \Gamma_s} \quad (1.9)$$

で与えられる。

最初に $\Gamma_s = 1, \Gamma_r \gg 1$ の時を考える。これは周りの星間物質にシェルが突入する場合で、外部衝撃波モデルと呼ばれる。式 (1.7) より $\Gamma_m \sim \Gamma_r/2$ となるには $m_s \sim m_r/\Gamma_r$ であればよい。つまり運動エネルギーの大半を変換するためには、星間物質の質量 m_s はシェルの質量 m_r の Γ_r^{-1} 程度でよい。ここから外部衝撃波によって運動エネルギーが開放され始める半径を見積もることができる。半径 R 内の星間物質の質量は個数密度を n 、陽子の質量を m_p とすると、 $m_s \sim \frac{4\pi}{3} R^3 n m_p$ 、全エネルギーは $E = \Gamma_r m_r c^2 \sim \Gamma_r^2 m_s c^2 \sim \frac{4\pi}{3} R^3 n m_p c^2 \Gamma_r^2$ と表されるので、外部衝撃波の半径 R_e は

$$R_e \sim 10^{15} \left(\frac{E}{10^{46} \text{J}} \right)^{1/3} \left(\frac{n}{10^{-6} \text{m}^{-3}} \right)^{1/3} \left(\frac{\Gamma_r}{100} \right)^{-2/3} [\text{m}] \quad (1.10)$$

となる。次に $\Gamma_r > \Gamma_s \gg 1$ の場合について考える。これは中心エンジンが異なる Γ の質量のシェルを放出し、それらが衝突する場合で、内部衝撃波モデルと呼ばれる。式 (1.7) より、

$$\Gamma_m \simeq \sqrt{\frac{m_r \Gamma_r + m_s \Gamma_s}{m_r/\Gamma_r + m_s/\Gamma_s}} \quad (1.11)$$

である。 $m_r = m_s$ の場合は、エネルギー変換効率が $\epsilon = 1 - 2\sqrt{\Gamma_r \Gamma_s}/(\Gamma_r + \Gamma_s)$ となるので、 $\Gamma_r = 2\Gamma_s$ なら $\epsilon \sim 6\%$ 、 $\Gamma_r = 10\Gamma_s$ なら $\epsilon \sim 43\%$ である。つまり Γ の比が大きいほどエネルギー変換効率は高いことが分かる。内部衝撃波が起こる半径 R_i は、

$$R_i \sim \frac{c^2 \delta t}{v_r - v_s} \sim \frac{2c\delta t}{\Gamma_s^{-2} - \Gamma_r^{-2}} \sim 10^{11} \left(\frac{\delta t}{0.1 \text{s}} \right) \left(\frac{\Gamma_s}{100} \right) [\text{m}] \quad (1.12)$$

と見積もれる。これより、内部衝撃波からの放射パルスの幅は $\sim R_i/c \Gamma^2 \sim \delta t$ 程度、つまり質量放出の間隔程度になることがわかる。

内部衝撃波によって非熱的な粒子が加速され生成された 100MeV 程度の電子が磁場とのシンクロトロン放射によって X 線が放射される。その後シェルが合体したことにより速度が $\Gamma = 10\Gamma_s$ 程度に遅くなったシェルが周りの星間物質に衝突し、外部衝撃波が起こる。ここでも、衝突による粒子の非熱的な加速が起こり、シンクロトロン放射によって X 線、可視光、電波が放出される。これを残光として観測していると考えられる。これにより GRB の初期放射はこの内部衝撃波、残光は外部衝撃波でつくられると考えられている。

1.5.2 外部衝撃波による可視光残光

シェルが粒子密度 n の一様な星間物質中を移動していると考ええる。中心天体を静止系で考えると、ジェットが半径 R まで膨張した時に掻き集めた星間ガス粒子の平均ローレンツ因子は、断熱

的な場合である γ^2 と、放熱的な場合の γ の2つが考えられる。平均分子量を μ 、ローレンツ因子を γ_0 とすると、この時のエネルギーは、

$$E \sim \frac{4\pi}{3} R^3 n \mu m_p \gamma^2 \quad (1.13)$$

$$E \sim \frac{4\pi}{3} R^3 n \mu m_p \gamma \quad (1.14)$$

となる。観測者から見た経過時間 t と、静止系での時間 t_γ との関係は、 $dt = t_\gamma / 2\gamma^2$ であるので、 $cdt_\gamma = dR$ より、断熱的な場合は、

$$\gamma \propto R^{-3/2} R \propto t^{1/4} \gamma \propto t^{-3/8} \quad (1.15)$$

放熱的な場合は、

$$\gamma \propto R^{-3} R \propto t^{1/7} \gamma \propto t^{-3/7} \quad (1.16)$$

となる。次にこの衝撃波からのシンクロトロン放射を考える。衝撃波通過後のシェルの磁場 B を、流体の静止系でのエネルギー密度 $\epsilon = 4\gamma^2 n \mu m_p c^2$ に対する比 ϵ_B で表すと、

$$\frac{B^2}{8\pi} = 4\epsilon_B \gamma^2 n \mu m_p c^2 \quad (1.17)$$

となる。衝撃波加速された系の静止系でのローレンツ因子 γ_e の電子のエネルギー放射率は、観測者系で見ると γ^2 倍されるから、

$$P(\gamma_e) = \frac{4}{3} \sigma c \gamma^2 \gamma_e \frac{B^2}{8\pi} \quad (1.18)$$

となる。この電子が放出するシンクロトロン放射の典型的な振動数は、ジャイロ振動数 $\nu_g = eB/2\pi m_B$ を用いて $\nu(\gamma_e) \sim \gamma \gamma_e^2 \nu_g$ と表される。電子のエネルギースペクトルは、衝撃波加速されたガスの静止系で、 $\gamma_e \sim \gamma_m$ からより高いエネルギーまで冪乗に延びていると考えられる。

$$\frac{dN_e}{d\gamma_e} \propto \gamma_e^{-p} \quad (1.19)$$

全電子エネルギーが全運動エネルギー $E = N_p m_p c^2 \gamma^2$ の ϵ_e であるとする、

$$\gamma_m = \epsilon \left(\frac{p-2}{-1} \right) \frac{m_p}{m_e} \gamma \frac{dN_e}{d\gamma_e} = \frac{N_p (p-1)}{r_m} \left(\frac{\gamma_e}{\gamma_m} \right)^{-p} \quad (1.20)$$

ただし、 $\gamma_e > \gamma_c$ では、電子の冷却時間が系の時間よりも短くなり、冪が変化する。 γ_e は $m_e \gamma \gamma_e = P(\gamma_e t)$ で与えられるので、

$$\gamma_c = \frac{6\pi m_e c}{\sigma_T \gamma B^2 t}$$

$\gamma_c > \gamma_m$ を slow cooling と呼び、冷却時間 $t_{\text{cool}} \propto \gamma^{-1} e$ により、 $\gamma_e > \gamma_c = P(\gamma_c t)$ では冪がひとつ変化する。

$$\frac{dN_e}{d\gamma_e} \propto \gamma_e^{-p} (\gamma_m \leq \gamma_e \leq \gamma_c) \quad (1.21)$$

$$\frac{dN_e}{d\gamma_e} \propto \gamma_e^{-p-1} (\gamma_c \leq \gamma_e) \quad (1.22)$$

よって $\nu > \nu_m$ におけるシンクロトロンスペクトルは、

$$\frac{dL}{d\nu} = \frac{d\gamma_e}{d\nu} \frac{dN_e}{d\gamma_e} P(\gamma_e) \propto \nu^{(1-p)/2} (\nu_m \leq \nu \leq \nu_c) \quad (1.23)$$

$$\frac{dL}{d\nu} = \frac{d\gamma_e}{d\nu} \frac{dN_e}{d\gamma_e} P(\gamma_e) \propto \nu^{-p/2} (\nu_m \leq \nu \leq \nu_c) \quad (1.24)$$

一方、 $\gamma_e < \gamma_m$ の時を fast cooling と呼ぶ。この場合、全ての電子がすぐに冷えてしまう放射的な状況で、 $(\gamma_c \leq \gamma_e \leq \gamma_m)$ の領域に、冷えた電子は溜っている。そこでは、電子は一定の割合で生成されているとすると、

$$dN_e \propto dt d\gamma_e \propto \gamma_e^2 dt dN_e / d\gamma_e \propto \gamma_e^{-2}$$

となる。よって、シンクロトロンスペクトルは、

$$\frac{dL}{d\nu} \propto \nu^{-1/2} (\nu_c \leq \nu \leq \nu_m) \quad (1.25)$$

$$\frac{dL}{d\nu} \propto \nu^{-p/2} (\nu \leq \nu_m) \quad (1.26)$$

となる。 $\gamma < \min(\nu_m, \nu_c)$ では、 $\gamma_e \propto \min(\gamma_m, \gamma_c)$ 付近の電子スペクトルが延びていて、 $dL/d\nu \propto \nu^{1/3}$ となる。しかし、 $\nu < \nu_a$ では、シンクロトロン放射の自己吸収によってスペクトルが変化する。典型的に、 $\nu_a < \min(\nu_m, \nu_c)$ で、吸収後のスペクトルは、 $dL/d\nu \propto \nu^2$ となる。

最後に、振動数の時間依存を考える。slow cooling の場合と、fast cooling の場合は、陽子や磁場に蓄えられたエネルギーが放射によって大きく失われなければ断熱的と考えることができる。 $B \propto \gamma, \gamma_m \propto \gamma, \gamma_e \propto \gamma^{-1/3}$ であるので、次のようになる。

$$\nu_m \propto \gamma \gamma_m^2 B \propto \gamma^4 \propto t^{-3/2} \quad (1.27)$$

$$\nu_e \propto \gamma \gamma_e^2 B \propto \gamma^{4/3} \propto t^{-1/2} \quad (1.28)$$

シンクロトロン自己吸収の光学的厚みは、 $\nu_a < \min(\nu_m, \nu_e)$ ならば、 $\tau_a \propto \nu^{5/3} \gamma_{\min}^{5/3} N_e B^{2/3}$ である。よって、

$$\frac{\nu_a^{-5/3}}{\gamma} \gamma_{\min}^{-5/3} \gamma^{-2/3} \gamma^{2/3} \sim 1 \quad (1.29)$$

が自己吸収振動数 ν_a を決める。slow cooling では、 $\gamma_{\min} = \gamma_m \propto \gamma$ より、 $\nu_a \propto \gamma^0 t^0$ で、fast cooling では、 $\gamma_{\min} = \gamma_m \propto \gamma^{-1/3}$ であり、 $\nu_a \propto \gamma^{4/3} \propto t^{-1/2}$ となる。

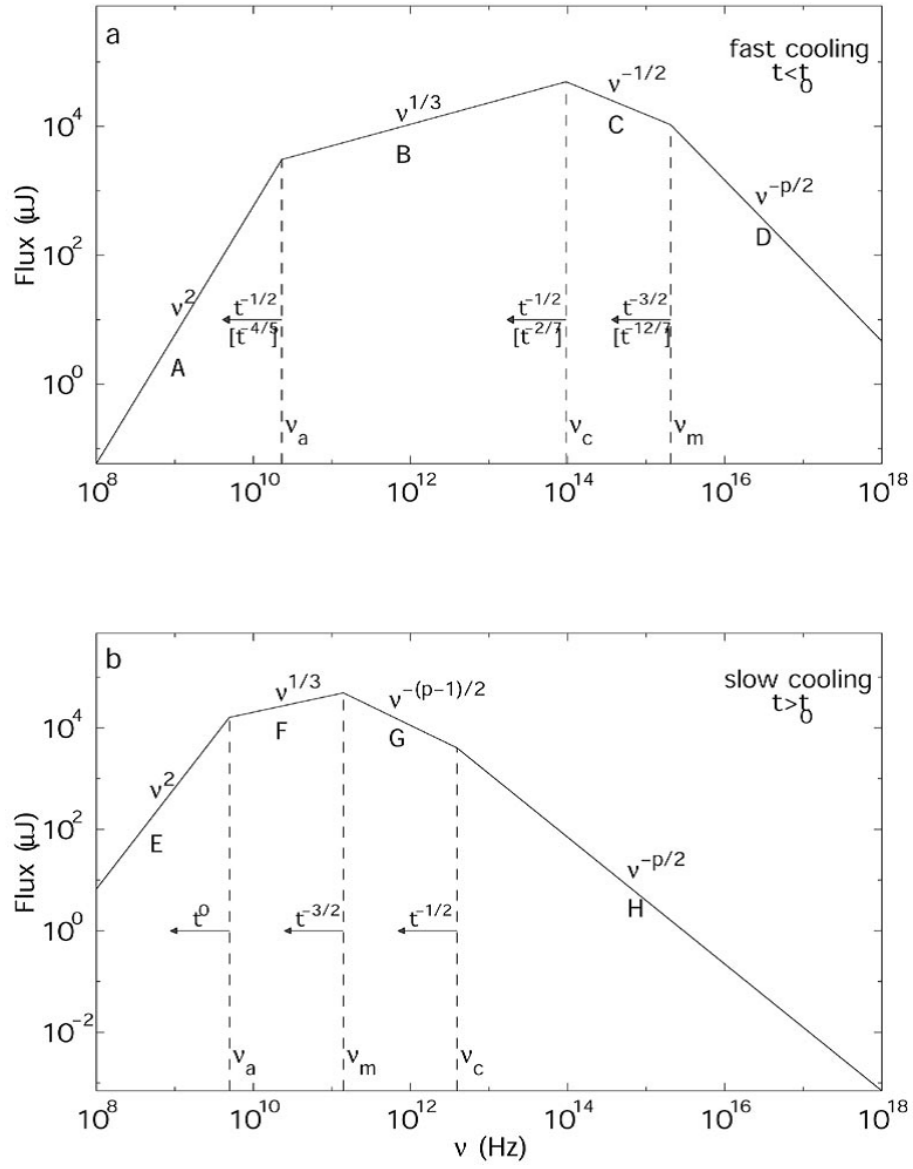


Fig. 1.5: slow cooling fast cooling

1.6 可視光観測

残光の可視光観測により GRB と超新星爆発の関係は明らかになったが、全ての GRB と超新星爆発に関係性があるわけではない。実際どうして GRB のような激しい爆発現象が起こるのか、その放射機構もいまだ謎に包まれている。GRB の発生機構を探るためには、残光のみならず、もっと初期の放射を観測する必要があった。

1999 年 1 月 23 日に初めてプロンプト放射中に可視光の対応天体が発見された。ROSTE-1 にとって観測された GRB990123 である。発生 22 秒後に観測が開始され、47 秒後に 8.9 等級にもなり、その後減光していく様子をとらえた。図 1.6 がその GRB990123 のライトカーブである。明らかにガンマ線の残光のライトカーブとは違い、時間的な関係も自明ではない。この現象は可視光フラッシュと呼ばれる。この現象をとらえることができた例は数えられる程度しかなく、このような現象が GRB の一般的な例なのかはさだかではない。プロンプト放射との同時観測の難し

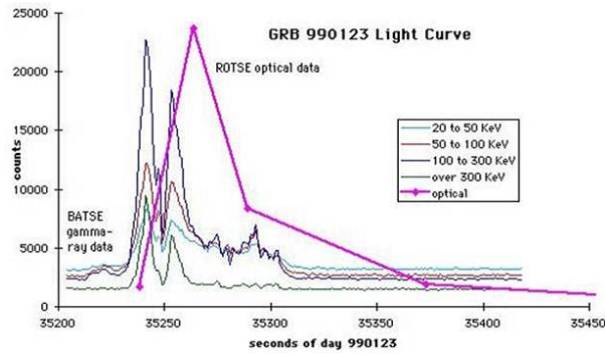


図 1.6: GRB990123 のライトカーブ 可視光と X 線ではピーク時間が異なることが分かる

さは地上の望遠鏡が GRB に標準をあわせる際に発生するタイムラグにある。Swift/BAT より位置情報が地上の各観測施設に通達されるのに約 20 秒ほどかかる。そこから各望遠鏡は動き始めるため、さらにタイムラグが増えてしまう。プロンプト放射の継続時間が数十秒しかないため、このタイムラグの問題によりなかなかとらえることができない。そのため、現在、同時観測を可能とする装置の開発され観測を行っている。

1.6.1 可視光フラッシュ

可視光フラッシュの代表的な例として GRB080319B がある。これはチリにある Pi of the Sky という望遠鏡により観測された。バースト発生の 100 秒前から発生後 20 秒後までの間に急激な増光の様子が観測された (図 1.7)。この可視光フラッシュは可視光で最も明るい可視光残光となった。最近では 38 億光年という近所で 130427A による可視光フラッシュも RAPTOR により観測された。[21] 前述の GRB990123 の場合では、可視光光度のピークが X 線よりも遅れていることから、この GRB では、可視光の放射は外部衝撃波の逆行衝撃波によるものと考えられる。これとは別に、GRB080319B は X 線可視光が同期しているため、内部衝撃波を起源とすると考えら

れる。現在、プロンプト放射と同期した可視光観測の例は、継続時間が数十秒という短さもあって、観測例は、8 例ほどしかない。そのため、統計が少なくどちらが有力な説なのか決まっていない。また、GRB ごとに個性を持つのか、もつとすればどのような割合なのか、など観測的な特徴はまだ得られていない。上記のさまざまな衝撃波領域すべてをあわせた総エネルギーを算出するためにも、可視光同時観測が重要になってくる。

表 1.1: 可視光フラッシュ観測例

GRB	t-T0	等級	z	望遠鏡
990123	22.18	$11.70 \pm 0.07(V)$	1.60	ROTSE-1
021211	64.9	$14.67 \pm 0.01(R)$	1.01	KAIT
050502A	186	$15.67 \pm 0.03(R)$	3.793	LivePoot T
050525A	66	$13.21 \pm 0.24(R)$	0.606	UVOT
050801A	21.8	$14.83 \pm 0.05(R)$	1.56	ROTSE-2
060117	128	$10.12 \pm 0.13(R)$	-	FRAM
080319B	-100	$< 11.5(V)$	0.937	Pi of the sky
130427A	14.31	$7.03 \pm 0.30(Cr)$	0.3399	RAPTOR

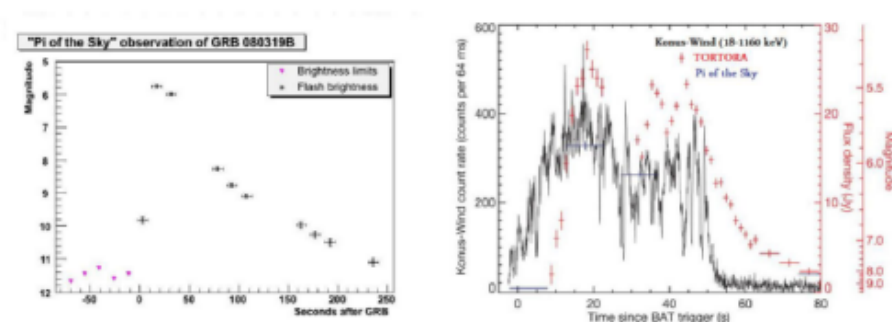


図 1.7: GRB080319 のライトカーブ + 左図：Pi of the Sky 単独でとらえた GRB080319B の光度曲線。右図：可視光と X 線との同期の様子、青線が Pi of the Sky のとらえた可視光線 [26][17]

1.6.2 可視光の残光観測

シェルが星間物質と衝突し始めた時に先行衝撃波と逆行衝撃波の 2 つが発生する。一つはシェルと星間物質が衝突する時に衝突面を基準面として星間物質中を衝撃波がシェルの進行方向に向かって進んでいく。これを先行衝撃波とよぶ。先行衝撃波が星間物質を通過すると星間物質中にある電子がシェルの磁場に巻きつくようにして加速される。加速された電子の速度はシンクロ

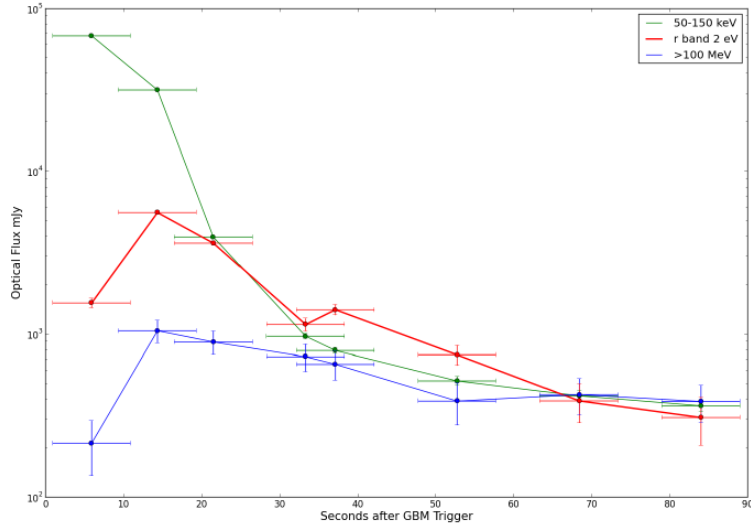


図 1.8: GRB130427A のライトカーブ 緑: Swift/BAT 青: Fermi/LAT 赤: RAPTOR [21]

トロン放射によって運動エネルギーを失っていき遅くなっていく。電子はシェルの速度で決まる臨界速度までしか減速しない。残光早期ではシェルに比べて先行衝撃波の方が速度が早いため加速される電子の最小速度は臨界速度より大きくなると考えられる。ここで臨界速度で運動する電子がシンクロトロン放射するときの振動数を ν_c 加速された電子のうち最小速度の電子がシンクロトロン放射するときの振動数を $\nu_{\min}$ とすると次の関係になる。

$$\nu_c \leq \nu_{\min} \quad (1.30)$$

シェルおよび先行衝撃波は減速の仕方がそれぞれ違うためそれらに依存して決まる ν_c および $\nu_{\min}$ は次式の様に変化する。

$$\nu_c \propto t^{-\frac{1}{2}} \quad (1.31)$$

$$\nu_{\min} \propto t^{-\frac{3}{2}} \quad (1.32)$$

すると $\nu_{\min}$ の方が早く小さくなっていくため時間がたつと $\nu_{\min} = \nu_{\min}$ となるこの時シンクロトロン放射される電磁波の振動数を $\nu_0 = (\nu_{\min} = \nu_{\min})$ とすると観測している電磁波の振動数 ν がこの ν_0 より大きい小さいかで2通りの光度曲線が予想される。[30]

もう1つは先行衝撃波とは逆にシェルと星間物質の衝突面を基準面にしたときにシェルの内側へ向かう逆行衝撃波の事があるシェルが薄いため逆行衝撃波は短時間でシェル中を通過する従って逆行衝撃波によって加速を受けた電子とシェルの磁場によりシンクロトロン放射が起こる。従って残光の初期段階では先行衝撃波によるものと逆行衝撃波による2つの放射領域の成分がみられると考えられる。

1.6.3 プリカーサー

GRB では稀に、プロンプト放射の前にわずかにガンマ線が増光するプリカーサーと呼ばれる現象があり、これを衛星が検出できれば、プロンプト放射と同期した可視光観測が可能である。これまで同期観測が成功した例のいくつかは、プロンプト放射の前にわずかにガンマ線が増光し、消えてしまうプリカーサーと呼ばれる現象によって、衛星にトリガーがかかったために間に合うことができた。このプリカーサーは GRB の発生過程として大質量星の重力崩壊によりブラックホール形成する際のショックブレイクアウトによるものと考えられる。このショックブレイクアウトは星の中心にできた衝撃波が星の表面を突き破る際に起こる放射である。ショックブレイクアウトの X 線、紫外線における観測が 3 例観測されているが、どれも狙って観測されたものではなく偶然観測できたものである。また、可視光による観測例がないという現状である。そのうえ、観測例がないため GRB との関係性がわからない。これらを明らかにするためにも、今後のプリカーサー観測を逃さず観測する必要がある。

第2章 WIDGET

2.1 観測目的

WIDGET は、GRB 発生前後の可視光フラッシュの観測を目的に運用されている。GRB の研究において発生前後の可視光観測は重要でありながら、GRB はいつどこで発生するか分からない上、継続時間の短いという問題点からほとんど行うことが出来ていない。もし、GRB 発生前後の可視光観測が可能となれば、極めて広い波長領域のデータを得ることになり、GRB 発生機構に更に迫ることができる。そこで WIDGET は前述の問題をあらかじめ衛星と同じ視野を観測する、という方法でその解決を図っている。さらに、発生後急激に減光していく GRB の可視光残光に対しては、WIDGET-2 より深い限界等級を持つ小型望遠鏡 WIDGET-L で素早く追跡観測することにより、早期の連続観測を可能とした。



図 2.1: WIDGET-2

2.2 運用の歴史

WIDGET は明野観測所で運用を開始し、限界等級の向上と明野観測所の規模縮小により 2007 年 10 月に明野観測所より空が暗い長野県木曽郡木曽町にある東京大学木曽観測所に観測場所を

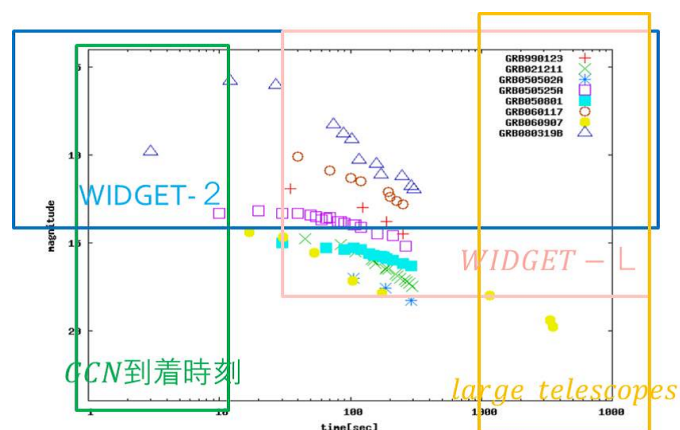


図 2.2: GRB の時間変化と WIDGET の検出限界

移した。その際、S/Nを改善するため、レンズの焦点距離を伸ばし、視野を広げるためカメラの台数を二台から四台に増やした。また、運用当初は HETE-2 衛星と同期させるように観測していたが 2006 年 12 月からは HETE-2 の劣化に伴い Swift の視野のみを追尾している。WIDGET はこれまでに 11 個の GRB の同期観測に成功している。現在、WIDGET-2 は 2010 年に PC 類が破損したため、運用を停止、復旧中である。そのため、最近は新たな観測例はおろか観測データすらない状態である。WIDGET-L は、木曽観測所での試験運用が行っていたが、現在は埼玉大学教育学部への移設の準備が行われている。

2.3 Swift 衛星

Swift 衛星は 2004 年 11 月 20 日に打ち上げられた GRB 観測衛星である。この衛星には、BAT(Burst Alert Telescope)と呼ばれる、10keV から 150keV のエネルギー帯、全天の約 6 分の 1 の視野をカバーする大面積ガンマ線検出器が搭載されている。この検出器は、視野内を常時監視し、GRB 発見後ただちに、その位置を衛星上の計算機で計算し、数分の角度分解能で位置を求め地上の観測施設に情報を送る。この位置情報から、20 秒から 70 秒以内に衛星全体をバースト源に向け、一緒に搭載されている X 線望遠鏡 (XRT) や紫外線可視光望遠鏡 (UVOT) を用いて観測を行う。その結果、0.3 - 2.5 秒角という、極めて高い精度で位置を決定できる。この衛星は、GRB の位置を高い精度で得るとともに、広いエネルギー範囲で観測しスペクトルの変化から GRB の発生機構や、その周辺環境を探ることを目的としている。WIDGET-2 はこの Swift 衛星の運用プラン情報を NASA から国立中央大学を經由して受け取り同じ視野を観測している。

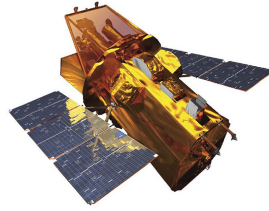


図 2.3: Swift 衛星

2.4 WIDGET-2

2.4.1 観測体制

WIDGET-2 の観測体制は、赤道儀に、冷却 CCD カメラを 4 台取り付けられている。視野角は 4 台合計で $62^\circ \times 62^\circ$ となる。これにより、全天の 1/10 をカバーすることができる。レンズには周辺機器の LED 光などを排除するため、黒い遮光用紙を用いて作られたフードが被される。そして、CCD の冷却により結露を防ぐため、フードからレンズの表面に乾燥空気の送風を行う。カメラと赤道儀の固定には、可視光検出への影響を軽減させるために黒く塗装されたプレートを用いる。CCD や赤道儀、小屋の制御を全てコンピュータ制御で行っており、開発された観測プログラムによって観測時刻が来たら自動で運用を開始するよう設定されている。

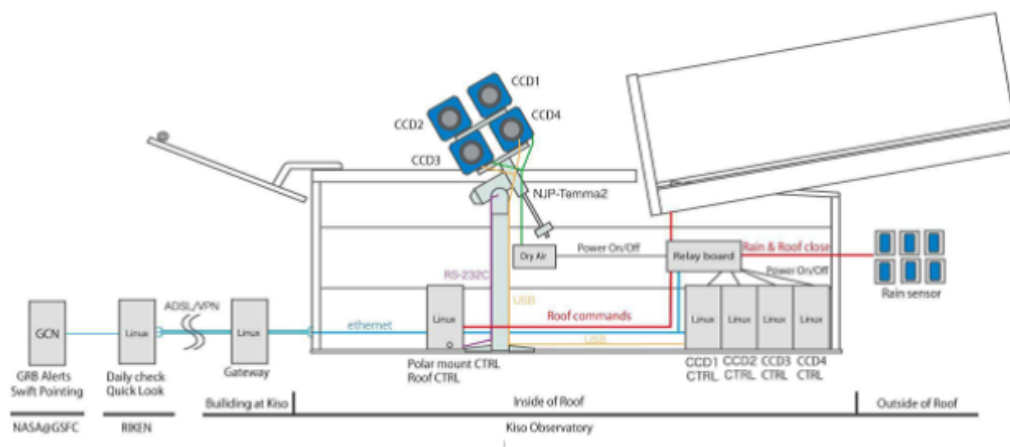


図 2.4: WIDGET-2 観測体制 [19]

2.4.2 CCDカメラ

WIDGET-2ではCCDカメラはApogee Alta U10, カメラレンズにはCanon EF50mm F1.4USMを用いている。CCD(Charge Coupled Device)を用いる利点として光子を電子に変換する効率が

表 2.1: カメラカタログ値

CCD	TH7889
画素数	2048 × 2048
画素サイズ	14.0 × 14.0
検出エリア	28.6 × 28.6mm
フルウェル	270.000(e-)
ダイナミックレンジ	80dB
ピーク QE	38
冷却 (対環境温度)	-45

よく、低感度でのノイズも少ないので暗い天体の光も感度良く観測できることにある。撮影は5秒露光、5秒読み出しでPC制御により自動で一晩中撮像を行っている。視野が広いためにバックグラウンドが大きくなってしまいうことで限界等級が落ちるためフィルターは使用せず観測を行っている。CCD カメラの検出効率を図 2.7 にしめたように 720 [nm] 付近に一番良い感度がある。標準星観測に一般的に使われている「ジョンソン/カズンズ」フィルターの R バンド付近が一番感度がよいことがわかっている。[20]



図 2.5: Apogee Alta U10

2.4.3 赤道儀

赤道儀とは日周運動で動く天体望遠鏡の架台の一種である。地軸の方向 (極軸) とこれに直角の方向の2つの回転軸をもち、極軸の1軸を等速に回転させることで天体の動きにあわせて星を追尾することが可能である。使用している赤道儀は高橋製作所の Temma2 を使用している。4台のカメラを前述のプレートにとりつけ、Temma2 に取り付けることでカメラとの固定がなされている。



図 2.6: Canon EF50mm F1.4USM

表 2.2: レンズカタログ値

レンズ構成	9 群 11 枚
撮影距離範囲	0.3m $\sim\infty$
最大撮影倍率	0.18 倍
フィルター径	72mm
最大径 $\times$ 長さ	ϕ 79 $\times$ 86mm
質量	580g
型番	EF3514L

2.4.4 観測小屋

WIDGET-2 の観測装置は木曽観測所とは独立した夜天光という施設の屋上に設置されている。観測小屋はヒューマンコム (株) と共同開発した専用の小屋 (2m $\times$ 3m $\times$ 2m) を用いている。観測時には屋根が一方方向へスライドし、屋根がある方向以外の三方向へは広く視界がとれるよう設計されている。

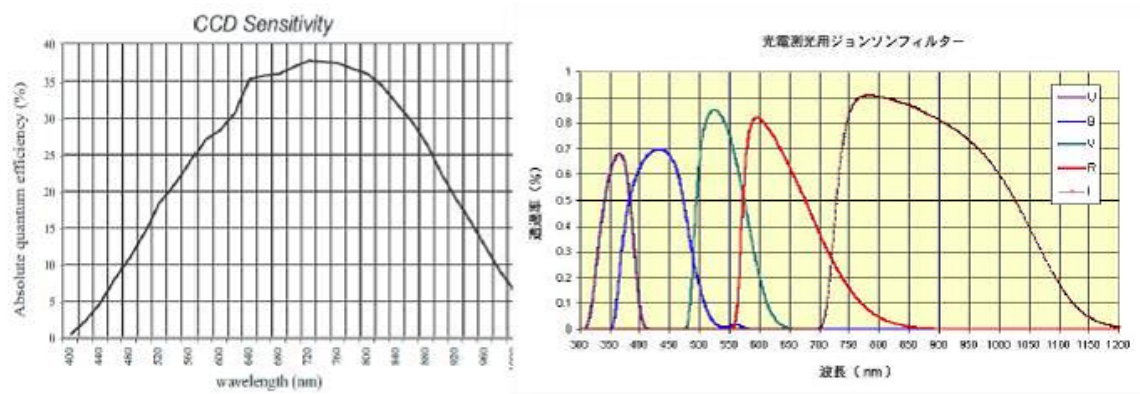


図 2.7: 左：Alta U10 CCD カメラの感度特性 右：ジョンソン・カズンズフィルター波長に対するフィルターの感度を示している



図 2.8: 赤道儀 Temma2



図 2.5 WIDGET の観測小屋

2.4.5 その他のサポート機器

・雨センサー

観測小屋の周辺の三か所に雨センサーが 10 °の傾斜を持たせて設置されている。機器内に電熱線が組み込まれており、何か物が触れると電流が流れ、一定時間以上続く場合は雨と判断する。三台の雨センサーをつなぐ接続ユニットにつなげられている信号線を通して小屋内の制御基板に情報が送られる。この情報より雨センサーが作動すると屋根がとじる仕組みになっている。



図 2.9: 雨センサー

・気象センサー

現地の気象情報をリアルタイムで取得するため、気圧計、温度計、湿度計、風力計が設置されている。

・無停電電源 (UPS)

小屋の内部には停電対策として 1400VA の UPS を設置している。UPS とは外部の電力供給がとだえた時でも、一定時間一定の電力を供給できる電源装置である。この UPS により、全ての PC、ネットワーク関連機器は瞬間停電から守ることができる。



図 2.10: UPS

・監視カメラ

小屋内の監視カメラとして Web カメラである Qcam が小屋内外に 2 台ずつ設置されている。カメラの映像は PC に静止画像として保存される。任意の時間帯の画像を確認することで小屋内外の様子を確認することができる。。

2.5 WIDGET-L

WIDGET-L は WIDGET-2 のフォローアップ観測を行うために開発された望遠鏡である。赤道儀式の望遠鏡 MEADE LX90-GPS に冷却 CCD をつけ観測を行う。CCD カメラには ST-9XE を用いている。視野は F6.3 のレデューサーレンズ 2 を使用しており、 $20' \times 20'$ である。また、WIDGET-2 同様フィルターは使用していない。WIDGET-L は GRB の速報を受けてから大型望遠鏡が観測を開始するまでのロスタイム間の運用を目的とされている。WIDGET-2 の限界等級約 12.5 等に対し WIDGET-L の限界等級は木曽の空を想定した際のシミュレーションで 3σ で約 17.5 等と算出された。現在は埼玉大学教育学部への移転の準備を進めている。



図 2.11: WIDGET-L

2.6 WIDGET の成果

これまでに、WIDGET、WIDGET-2 合わせて 11 個の GRB の同時観測データを得ることに成功している。撮影に成功した GRB のデータを表 2.3 に示す。また、観測の中で GRB ではないが大火球が CCD カメラの画像上を偶然横切る様子が捕えられた。視野が広いため、この大火球のように偶発的に天体現象をとらえることができる可能性がある。

表 2.3 より、木曾にて運用されている WIDGET-2 が観測した GRB はわずか 4 例しかない。この観測例を増やすため、本論文ではさらなる探査を行った。

表 2.3: WIDGET による GRB 観測例

GRB	観測地	Time coverage[m]
050408	明野	-4.9 ~ +3.4
051028	明野	-16.0
051227	明野	-187
060127A	明野	-8.0
060211A	明野	-13.2
060323	明野	-12.5
火球	明野	-
060413	明野	-0.4
070616	木曽	-0.5
070810B	木曽	-1.2
071021	木曽	-13.4
090408	木曽	-20.0



図 2.12: 大火球

第3章 画像解析

3.1 1次処理

CCD カメラによって撮像された未処理の生画像をライトフレームと呼ぶ。ライトフレームには CCD の熱ノイズやピクセルごとの感度のムラ、レンズの周辺減光などを含んでいる。これらのノイズをとり除く処理を一次処理と呼んでいる。一次処理には、以下に述べる処理がある。

3.1.1 ダーク処理

CCD に光が全くあたらない状況でも CCD の熱による自由電子の発生により熱ノイズが発生する。この熱ノイズを取り除く処理をダーク処理とよぶ。この熱ノイズは CCD の温度を下げることで減少させることができる。しかし、画像に熱ノイズが入らないことはないためこれを取り除く必要がある。処理方法はライトフレームからダークフレームを差し引くという操作を行なう。WIDGET-2 では一日の観測の前後にダークフレームを 50 枚ずつ計 100 枚取得している。ダークノイズを引く際にはこの 100 枚のダークフレームを足し合わせてダークカウントの中央値 (median) をとった画像を一枚作る。それをライトフレームから引く。

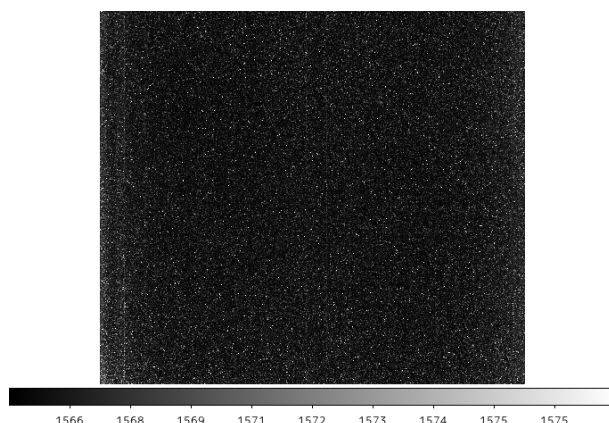


図 3.1: ダークフレーム

3.1.2 フラット処理

CCD チップは全てが完全に同じ感度というわけではなく、撮像した画像には周辺減光による感度ムラが起こる。この感度ムラを取り除くにはフラットフレームで補正をする必要がある。この処理をフラット処理またはフラットフィールドイングとよぶ。WIDGE-2 のフラットフレームの作成方法としては適応する積分球が見つからないため、スカイフラットという手法を用いている。これは天の川などの広がったバックグラウンドがある領域を除いて撮影したライトフレームを複数枚用意し、ダークフレームを引き、メジアン平均して規格化したものを足し合わせている。フラットフィールドの作成は、フラットフレームの評価が行われた結果、完全に画像をフラットに出来なかったがフラットフレーム 50 枚で作った画像の限界検出値がもっとも良かったという結論 [9] から本論分でも同様の方法で作成し使用した。

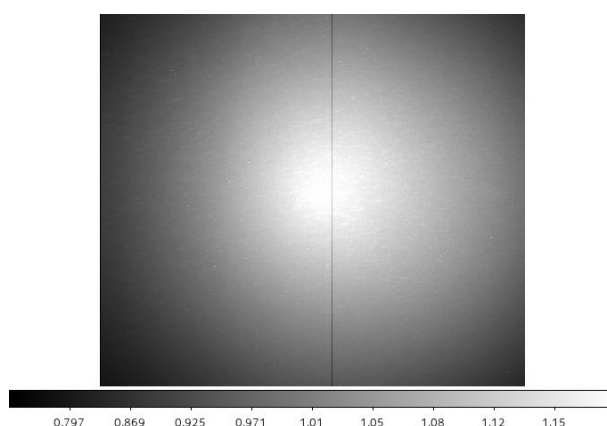


図 3.2: フラットフィールド

3.2 アストロメトリ

3.2.1 座標変換

画像上で対象となる天体を同定するには、CCD の画像上の位置と赤道座標系での対応を取らなくてはならない。この対応づけを位置決定（アストロメトリ）という。ここで赤道座標とは、天体の位置を表す座標系の一つである。赤道座標は地球の自転を基準とした座標系で、赤経（Right Ascension:RA）と赤緯（Declination:Dec）という二つの座標値で表す（図 3.4）。赤経は春分点を基点の 0° （=0 時）とし、東回りに $15\text{deg}=1\text{hour}$ 、 $1\text{hour}=60\text{min}$ として、24 時までの数値で表す。赤緯は赤道面を基点の 0° とし、天の北極を $+90^{\circ}$ 、天の南極を -90° とする。処理方法は、画像上に写っている複数の標準星に対し、その位置を検出器座標 (x,y) と、カタログからの赤道座標 (RA,Dec) の二つの座標系の対応をとる。その後、この対応関係の変換式を iraf の ccmmap タスクで作成する。変換式ができたら、iraf の ccsetwcs タスクで画像に赤道座標を張り付ける。これにより画像上での各天体の検出器座標と赤道座標の対応ができる。WIDGET-2 では赤道儀の

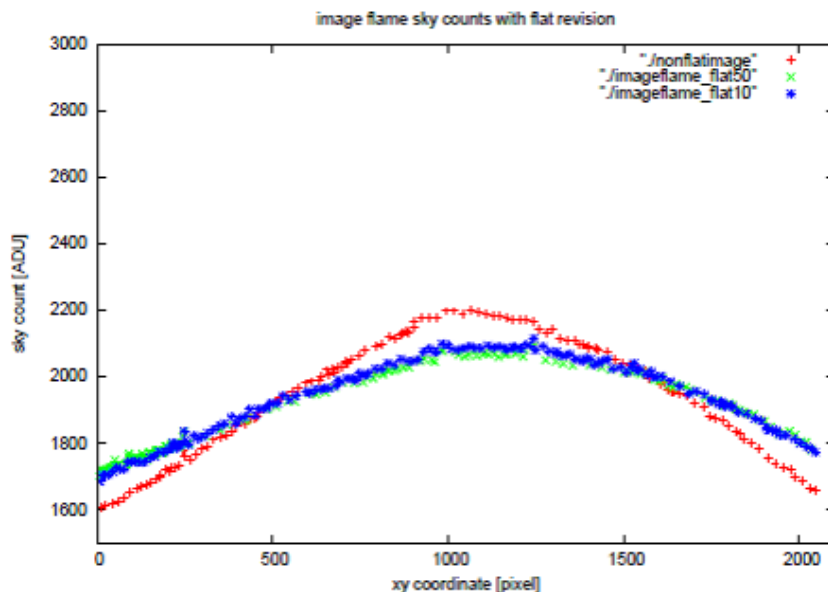


図 3.3: フラットフィールドの比較 [9]

中心座標を入力することによって自動的に各 CCD の視野中心の (RA,Dec) を求め、さらに決まった座標の星がどのカメラの視野内にどの程度のカメラ離心角で入っているかを計算する Witness2 というスクリプトが開発された。アストロメトリを行いこのスクリプトを使用すれば 4 台の画像上のどこに対応天体があるか探し出すことができる。本論文の探査にもこのスクリプトを使用している。座標変換には World Coordinate System(WCS) を用いている。WCS は多次元のパラメータ空間のうち何らかの物理的測量値を示し天文分野で一般的に使われる画像ファイルの形式である FITS (The Flexible Image Transport System) 画像中の N 次元データ配列の各データ値を対応させるキーワードを含む規格である。

3.2.2 画像のゆがみ補正

星が画像上で引き伸ばされたようになり本来の位置よりもずれてしまうゆがみが起きる。これはレンズの収差によるもので光がレンズの端から光軸中心に対して斜めに入射してきた時に引き伸ばされることによる現象である。収差はどのレンズにも存在するが WIDGET-2 の場合 4 次方程式で表される事が先行研究でわかっている。[19]

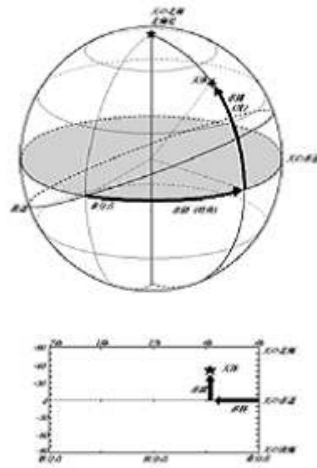


図 3.4: 赤道座標

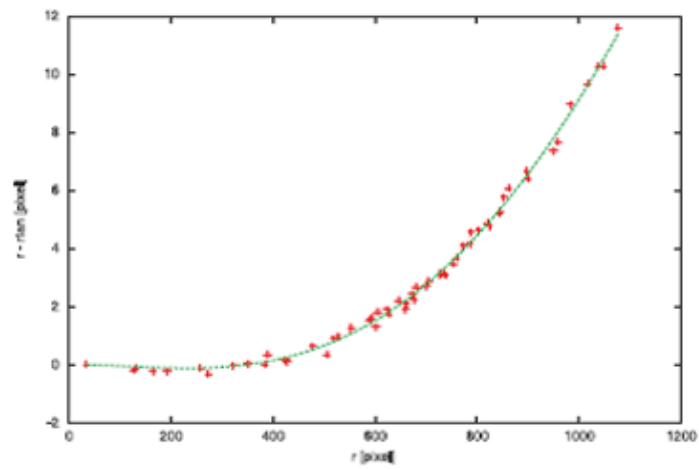


図 3.5: 光軸中心からの距離と星の位置のずれ [19]

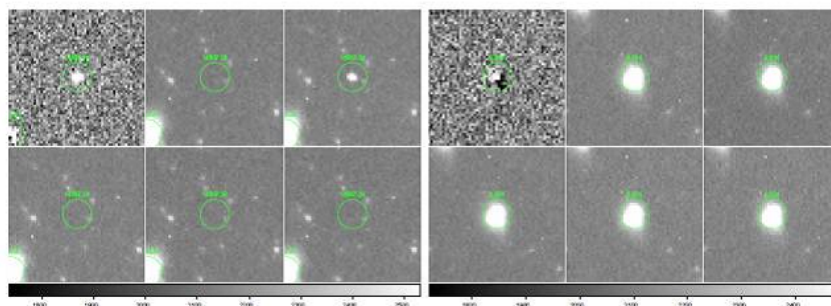


図 3.6: 差分法により発見された突発天体 [6]

3.3 差分法

差分法とは、観測画像とその前後の画像を比較することで、前後の画像には存在しない物体を抽出する処理のことである。このとき、事前に取得された画像を背景画像と呼ぶ。また、背景画像に存在しない物体を前景と呼ぶ。同じ観測領域の画像同士を引くことで突発天体や移動天体を前景として抽出することができる。GRB も決まった場所から発生するわけではない突発天体であるため、この差分法を用いることで前景として抽出することができる。

具体的な処理方法は以下の手順で行う。元の画像とそれと引きたい画像それぞれの天体の検出器座標を参照し二つの画像の天体の位置をリストしたファイルから同一天体を探して対応表を `xyxymatch` で作成する。次に `geomap` タスクで `xyxymatch` の対応表から変換規則を算出する。あとは `geotran` を用いると `geomap` の変換規則に従って、観測画像に位置合わせするように比較画像を変形してくれる。元の画像と位置を合わせた画像を引けば差分をとることができる。

3.4 測光

3.4.1 アルゴリズム

星本来の明るさ(等級)を測定する事を測光という。本論文では一枚の測光に時間のかからないアパーチャ測光を用いた。

画像上での星は広がりを持っているため、星の光が含まれる範囲を円で取る。この円をアパーチャという。その円の外側に輪っか状の領域をとる。この領域をスカイと呼ぶ。星に対するバックグラウンドはこのスカイによって決定される。アパーチャは、`imexa` タスクを使い、星のプロファイルを測定しその半値幅を得る。その半値幅の 1.5 倍をアパーチャに設定した。アパーチャの面積 `area` (単位は平方ピクセル)、スカイから求めた 1 平方ピクセルあたりの ADC 平均値 `msky`、アパーチャに含まれる全ての ADC 値 `sum` を用いて、 $ADU = \frac{sum}{area}$ を星からの光として `flux` とよぶ。ここでの ADU は星の光子が CCD により電気信号に変換され、そのアナログ値はアナログデジタル変換 (ADC) を通してデジタル値 ADU (ADC unit) に変換されたものである。IRAF のアパー

チャ測光では phot コマンドを使用した測光で出力されるファイルの中にこれらの値が計算されて出力される。これらを用いて flux は以下の用に計算される。

$$\text{flux} = \text{sum} - \text{area} \times \text{msky} \quad (3.1)$$

この flux を等級に直す必要がある。まず flux が何等級に相当するかを知る対応関係が必要になる。画像の積分時間 (露光時間) を itime、等級原点を zmag = 25 とすると、

$$M_{\text{inst}} = \text{zmag} - 2.5 \log_{10} \text{flux} / \text{itime} \quad (3.2)$$

この式の M_{inst} とは機械等級とよばれるものであり、この時点では観測装置から得た等級と明るさの関係を表しているものに過ぎない。zmag を 25 に設定しているが 0 と設定して測光をする方法もあり、その際機械等級はマイナス値で測定される。そこで、機械等級を選択した星本来の等級 (カタログ等級) との関係付けをすることにより、実際の等級とどれだけずれているかを補正する。標準星の選択の際には他の星との間隔が近すぎないこと、輝度が飽和していないこと、変光しないことなどに注意をして選択する必要がある。カタログ等級、機械等級のプロットを作成し、 $f(x) = x + a$ という一次関数で fit する。傾きはリニアリティーが保障される範囲なので 1 としている。これによって、切片 = a が分かれば以下の機械等級とカタログ等級の関係式より補正することができる。

$$\text{mag}_{\text{instrumental}} = \text{mag}_{\text{catalogue}} + \text{切片 (a)} \quad (3.3)$$

$\text{mag}_{\text{catalogue}}$ はある星に対するカタログ等級であり、 mag はカタログ等級に相当する等級である。これと機械等級を比較することにより、実際の撮像画像における星や空の明るさだけでなく未知天体や空のゆらぎも、カタログ等級で何等に相当するかがわかる。星の光がポアソン分布であるとを仮定すると、あるアパーチャに対する統計ゆらぎ、すなわちノイズ N が $\sqrt{\text{msky} \times (\text{aperture})^2 \times \pi}$ と計算でき、シグナル $S = \text{flux}$ との比をとって S/N が求まる。ここで aperture はアパーチャ半径 [pixel] である。限界等級とは、CCD でとらえられる最も暗い天体の明るさ S が、バックグラウンドの揺らぎ N の大きさと区別がつかなくなる臨界点のことある。そのため、 $S/N=1$ とした。限界等級 M_{lim} を求める式は、測光した標準星のカタログ等級を M_{catalog} , S/N 値を n , スカイバックグラウンドの標準偏差を stdev とした場合、

$$M_{\text{lim}} = M_{\text{catalogue}} - 2.5 \log n \times \sqrt{\text{area}} \times \text{stdev} / \text{flux} \quad (3.4)$$

となる。限界等級をきめる時は幾つか星を測光して式 3.4 に代入し、それらの出てきた値をとってその画像の限界等級としている。限界等級は空のゆらぎ (スカイノイズ) で決まるので天候などが変われば限界等級も変化する。エラーは、アパーチャ内の等級エラーを merr 、センタリングアルゴリズムのエラーを error とし、それぞれ epadu ; area ; stdev ; nsky を用いて

$$\text{merr} = 1.0857 \times \text{error} / \text{flux} \quad (3.5)$$

$$\text{error} = \sqrt{\text{flux} / \text{epadu} + \text{area} \times \text{stdev}^2 + \text{area}^2 \times \text{stdev}^2 / \text{nsky}} \quad (3.6)$$

で表される。

3.4.2 積分時間と限界等級の関係

限界等級は露出時間が長いほど深くなる。より暗い等級の星をとるには長く露出している必要がある。しかし、WIDGET-2 の通常観測ではとにかく GRB をおさめるため、短い露出で多くの画像を取得する手法をとっている。そのため、画像 1 枚につき積分時間が 5s となっている。その積分時間を増やすには前述の足し合わせを行えばよい。手法としては前述の位置較正が必要になるが、それあとは imarith タスクで足し合わせればよい。ただ、注意点としては測光の際にその積分時間に合わせる必要がある。だが、何枚でも足し合わせればその分どんどん限界等級が深くなるわけではなく、WIDGET-2 の場合、60s 以上足し合わせても限界等級は深くならないという結果が先行研究 [29] よりわかっている。これはカメラ、レンズの性能による限界によるものである。限界等級は測光とは別に光学系の焦点距離、光の波長、背景の夜空の明るさなどから以下の実験式を用いて算出することができる。この時、限界等級を m_p 、焦点距離を f_i F 値を F、波長を λ としたとき、

$$m_p = 22.0 + \log f_i - 2.5 \log 22.4 F \lambda - 23.1 \quad (3.7)$$

となる。これにより各波長における望遠鏡の性能による限界等級を算出できる。

以下に各バンドに関する積分時間と等級の関係を記す。

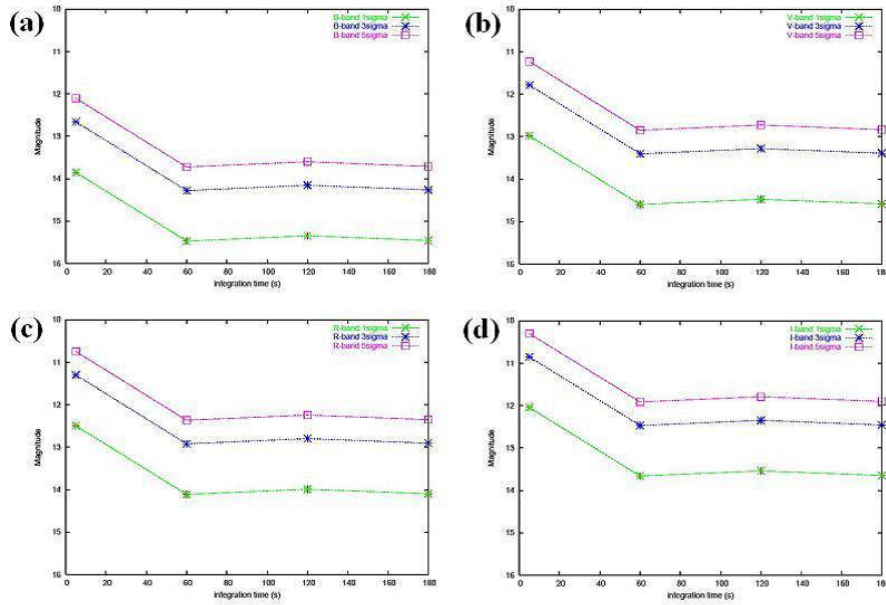


図 3.7: 限界等級と積分時間

3.4.3 等級の変換

60s 以上にしても限界等級の向上は見られないため、5s,60s においてそれぞれ測光を行った。等級比較の際には、カタログは Tycho-2 を使用した。これを Johnson-Cousins BVRI に変換している。R-band、I-band に関しては以下の変換式を用いて算出した。[22]

$$V_J = V_T - 0.09 * (B_T - V_T) \quad (3.8)$$

$$B_J = V_J + 0.085 * (B_T - V_T) \quad (3.9)$$

$$R_J = V_J - 0.508 * (B_J - V_J) - 0.04 \quad (3.10)$$

$$I_J = B_J - 2.36 * (B_J - V_J) - 0.04 \quad (3.11)$$

等級の算出の際には、望遠鏡やカタログごと違う。その理由はそれぞれが比較に使うゼロ等級の違いによるものである。ゼロ等級の算出の仕方は2種類あり、Vega を0等級として用いたものを Vega 等級、波長によらず 3630Jy を 0mag としたものを AB 等級と呼ぶ。本研究で使った Tycho-2 カタログは Vega 等級を用いて算出された値である。これを AB 等級に変換するには以下の変換式を用いる。[15][33]

$$B_{AB} = B_{Vega} - 0.014 \quad (3.12)$$

$$V_{AB} = V_{Vega} + 0.019 \quad (3.13)$$

$$R_{AB} = R_{Vega} + 0.169 \quad (3.14)$$

ここで Vega 等級を B_{Vega} 、AB 等級を B_{AB} としている。AB 等級は物理単位に変換が容易でよく用いられる。今回比較に用いる他の GRB の可視光観測の等級の AB 等級によって決められたものなのでこれにより変換を行った。

また、AB 等級から出した等級からフラックスの算出は以下の式を使い行う。これによりフラックス F_λ 、ゼロ等級フラックス $F0_\lambda$ として WIDGET-2 の限界等級を mag からフラックスに変換した。

$$m = -2.5 \log_{10}(F_\lambda / F0_\lambda) = -2.5 \log_{10}(F_\nu / F0_\nu) \quad (3.15)$$

第4章 GRB 探査

4.1 目的

WIDGET-2 は前述の GRB の同時観測データだけでなく、木曽で運用を開始した 2007 年から 2010 年まで、観測が行われた日の全データが蓄積されている（2010 年 2 月以降では、新規データの蓄積を中断し、上書きをしている）。また、WIDGET-2 は Swift 衛星の視野を追尾しながら一晩のうちに何回も視野を変えるため、結果として北天を広く、ほぼランダムにサーベイしている。このことを利用して、GRB 以外にも変光星や超新星などの探査に役立つデータベースとしての利用が期待される。WIDGET-2 は、Swift 衛星の視野を優先的に追尾するようにプログラムされているが、Swift 衛星の視野が地平面以下にあるときなどは、天頂方向を観測している。そのため、Swift 衛星以外の衛星が捉えた GRB のある視野を偶然、撮影している可能性もある。そこで、本論文にて Fermi 衛星、IPN の観測した GRB のデータをもとに WIDGET-2 の画像データの再調査を行った。

4.2 探査パイプライン

観測時間による絞り込み

WIDGET も 24 時間観測行っているわけではないので WIDGET の観測時間で絞り込んだ。WIDGET の観測時間は毎日の日没、日の出に合わせて観測時間を変えている。装置自体は観測に向け 16 時半頃から動きだすが撮影開始までのスタンバイ時間があることと季節の日照時間の関係で 19 時から 4 時に制限した。

WIDGET の観測範囲による絞りこみ

北天で観測された GRB に絞った。

観測期間による絞り込み

WIDGET-2 により撮影された画像データ分が埼玉大学に保管されている。しかし、その全ての日でカメラ 4 台を用いて万全の態勢で観測されていたわけではない。期間によっては各機器の故障により観測すら行っていない時もあった。以下が WIDGET-2 のカメラの可動期間の詳細である。

表 4.1: WIDGET-2 観測期間と状況

期間	備考
2008/05/06 - 2009/01/11	通常
2009/01/12 - 2009/01/22	データ無し
2009/01/23 - 2009/04/21	通常
2009/04/22 - 2009/06/27	データ無し
2009/06/28 - 2009/08/04	U10-1、U10-4 のみ
2009/08/05 - 2009/10/27	8/11 のみデータあり
2009/10/28 - 2009/12/17	U10-1、U10-3 のみ
2009/12/18 - 2009/12/25	データ無し

これより、データのない期間に該当したものを省いた。

観測時間による絞り込み

先行研究では可視光フラッシュに狙いを定め、GRB 観測から前後 15 秒で位置を捕えている画像を探した。今回は可視光フラッシュのみではなくプリカーサー、残光による可視光放射も対象とするためトリガーから前後数時間以内と探査する時間誤差範囲を広げた。プリカーサーは表 1.2 より GRB 発生前に起きると考えられているが、どれくらい前なのかはわかっていない。そのため、数時間前まで範囲を広げて探査した。残光も数日続くのが捕えられそうな明るさを持つ範囲として数時間後までとした。

CCD カメラの視野での絞り込み

望遠鏡の可動範囲とは別に、ここから実際に画像に写っているか CCD カメラの視野 ($64^\circ \times 64^\circ$) でさらに絞り込む。WIDGET チームとして、画像中心の赤道座標を予測する witness2 と呼ばれる独自のスクリプトを使用してきた。しかし、予測される座標と実際の座標との間に DEC で -5 度から 10 度もの大きな誤差があることがわかっている [10]。

今回は (witness2 予想 DEC) $\pm 10^\circ$ に GRB の座標があるかどうかで判断した。これをもとに日時、撮影時間、撮影したカメラがわかるのでそれをもとに画像データを保存したハードディスクから画像データを探しだすことができる。

これらの条件のもとでデータを絞り込んでから、実際の解析にうつる。まず、解析することのできない雲や屋根など星を撮影していない画像を省いた画像データを選び出し、これらに対して、前章で述べた詳細な画像処理を行う。

ここまで絞りこんだら画像処理をし画像解析を行う。

4.3 Fermi 衛星との同期調査

4.3.1 Fermi 衛星

フェルミ・ガンマ線宇宙望遠鏡 (Fermi 衛星) は、日米欧の国際協力により開発され 2008 年 6 月 11 日に打ち上げられたガンマ線天文衛星である。ガンマ線検出器として、Large Area Telescope (LAT) と Gamma-ray Burst Monitor (GBM) を搭載している。LAT では 20MeV-300GeV のエネルギー領域での観測を高感度で実現している。視野は全天の 5 分の 1 くらいである。一方 GBM はヨウ化ナトリウムからなる 12 検出器と高エネルギーガンマ線用ゲルマン酸ビスマスからなる二つの検出器を使用して 8keV-30MeV のエネルギー領域で、主に GRB のような突発的現象を観測を行っている。視野も 2π と全天の半分をサーベイしており多くの突発天体を観測している。Fermi 衛星は 打ち上げられて以来約 5 年、現在も観測を継続中である。



図 4.1: Fermi 衛星

4.3.2 データ

先行研究 [7] にて Fermi 衛星による Burst Trigger の位置情報を用いて探査を行った。しかしこれは必ず GRB というわけではなく大半は GRB として投稿されなかったデータであった。探査の結果、2008/10/09 の 16:33:37 のトリガーの位置を捕えた画像を発見し解析した。限界等級は V-band 13.00 等でこのトリガーはこの等級より低かったという結論を出した。しかし、GCN を調査した結果、これはそもそも GRB でなかったことがわかった。そこで、今回使用した観測データは、GCN に GRB として正式に投稿されているもので Fermi 衛星の運用が開始され GRB の観測データを取得し始めた 2008 年 9 月から WIDGET-2 が正常に運用されている 2009 年 12 月までの 228event 分のデータを用いた (2010 年以降は WIDGET が故障しており画像データがない)。

4.3.3 サーチ

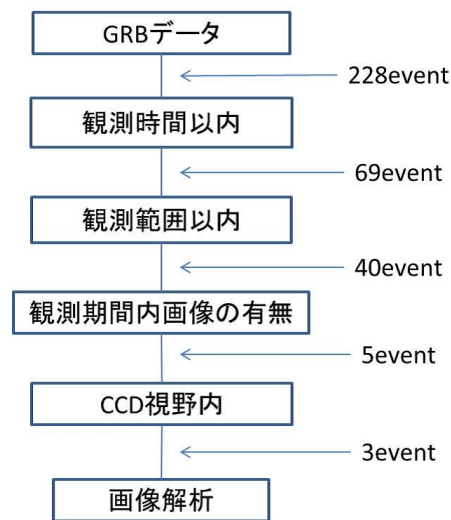


図 4.2: Fermi 探査パイプライン

4.3.4 結果

Fermi GBM と同じ視野を GRB 発生二時間半前でとらえた、GRB081122 (longGRB), 発生後 7 時間後でとらえた、GRB081223 (shortGRB), 発生後 5 分後をとらえた GRB090206 (shortGRB) の 3event に対応する画像を見いだした。画像はそれぞれ対応するデータのある GRB 発生時間に近い最ものを解析に用いた。それぞれの画像の白円がエラーで緑円がカタログである。衛星の報告した GRB 発生領域には、多数の星像がみられたが、この中から GRB 候補となる天体を特定するため、まず前後の時間の画像との差分をとり変光している天体を特定した。次に、これらの変光天体を、それぞれカタログをつかって同定し、未知の天体が残るか調べた。結果、検出されたすべての変光天体は、いずれも同定でき、GRB 候補は検出できなかった。

GRB081122

Fermi/GBM のみで観測された longGRB。この GRB の位置を観測したのはトリガーから 7 時間も前になる。位置決定誤差が 1.2deg と GBM のデータとしてはかなり精度がよい。GRB 発生前の画像なので、さらに 1 日前の画像を差し引いて、差分をとっている。

表 4.2: WIDGET-2 の観測データ

項目	備考
日付	2008/11/22
位置観測期間	19:06:41-20:00:04
カメラ	U10-1

項目	備考
日付	2008/12/24
位置観測期間	02:28:22-03:30:09
カメラ	U10-4

項目	備考
日付	2009/02/06
位置観測期間	23:57:20-00:23:09
カメラ	U10-1

表 4.3: GRB081122 観測データ

項目	備考
日付	2008/11/22
トリガー時刻 (UT)	12:28:12.21
RA	22:35:00(338.7)
DEC	+38:24:00(+38.4)
T90[s]	26
α (cutep)	-0.77 ± 0.07
E_{peak} (cutep)	200.7 ± 15.7
α (band)	-0.63 ± 0.15
β (band)	-2.24 ± 0.20
E_{peak} (band)	158.6 ± 17.6
fluence(8-1000keV)	$9.6 \pm 1.1\text{E-}6$

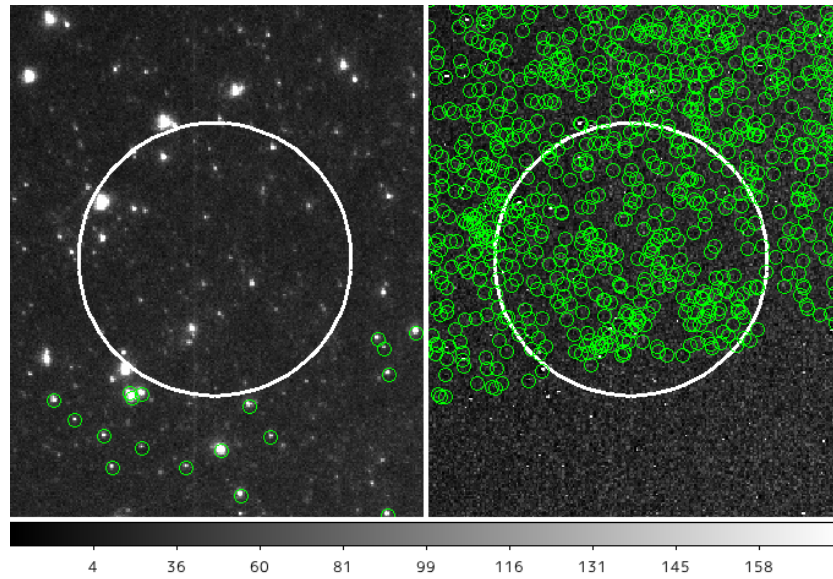


図 4.3: 左：2008/11/22 19:06:41 右：差分

GRB081223

Fermi/GBM のみで観測された shortGRB。この GRB の位置を捕えたのはトリガーから 2 時間半後になる。解析行った結果、位置決定誤差の範囲内を探索したが、GRB を確認できなかった。差分は 1 日後のものを引いている。また、かなり時間がたった残光であるため、限界等級があげられる限界の 60s の積分時間の差分をとったが、確認できなかった。

表 4.4: GRB081223 の観測データ

項目	備考
日付	2008/12/23
トリガー時刻 (UT)	10:03:57.15
RA	07:47:00(116.7)
DEC	+33:30:00(+33.5)
T90[s]	0.89
α (cutep)	-0.63 ± 0.10
E_{peak} (cutep)	280 ± 30
fluence(8-1000keV)	$1.20 \pm 0.10\text{E-6}$

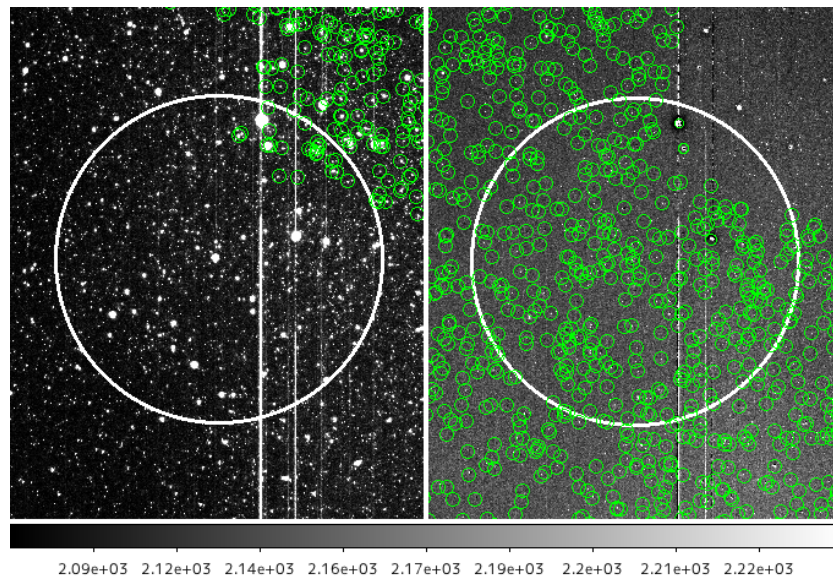


図 4.4: 左：2008/12/24 02:28:22 の積分時間 5s の画像 右：差分

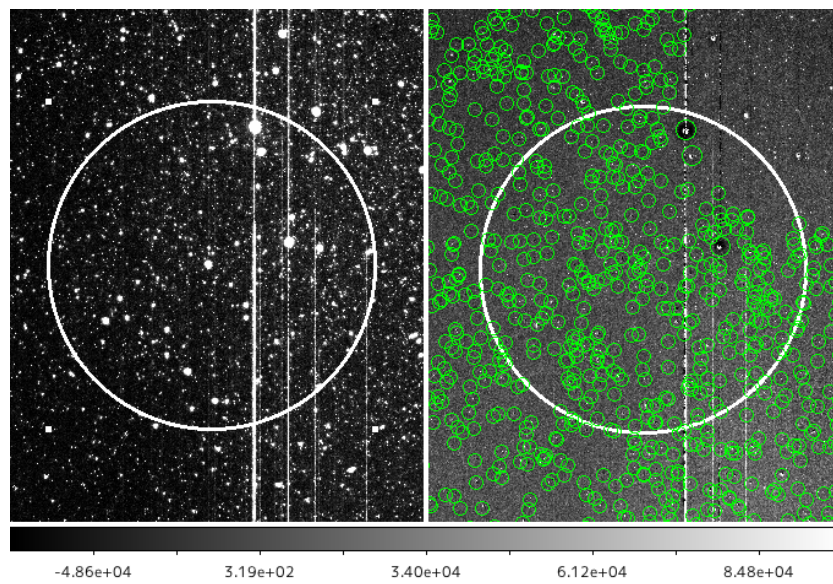


図 4.5: 左：2008/12/24 02:28:22 積分時間 60s の画像 右：差分

GRB090206

Fermi/GBM のみで観測された shortGRB。この GRB の位置はトリガーから 5 分後に撮像された。差分は 30 分後のものを引いた。解析行った結果、位置決定誤差の範囲内を探索したが、GRB を確認できなかった。

表 4.5: GRB090206 の観測データ

項目	備考
日付	2009/02/06
トリガー時刻 (UT)	14:52:42.17
RA	10:29:00(157.2)
DEC	+14:30:00(+14.5)
T90[s]	0.8
α (cutep)	-0.65 ± 0.14
E_{peak} (cutep)	710 ± 170
fluence(8-1000keV)	$1.04 \pm 0.06E-6$

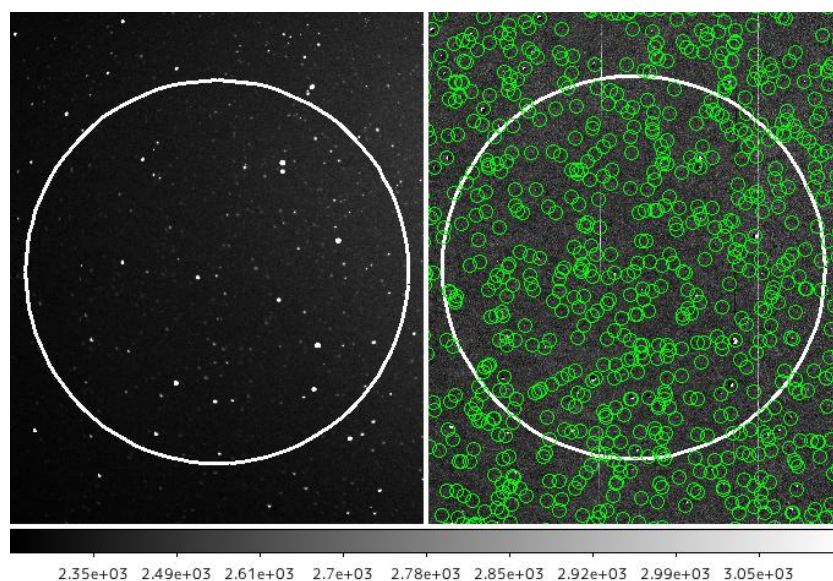


図 4.6: 左：2009/02/06 23:57:20 の画像 右：差分

画像処理の結果、差分からの目視による確認はできなかった。

前述の 3 つの GRB について、差分法での確認はかなわなかった。考えられることとして、画像が残光の時間帯ということもあり GRB が WIDGET-2 の限界等級より暗かったと考えられる。

これまで WIDGET-2 による残光の検出の報告はない。その為、GRB の明るさとの比較のため各画像の限界等級を測光により求めた。積分時間に関しては 3 章で述べた通り、60s 以上にしても限界等級の向上は見られないため、5s,60s においてそれぞれ測光を行った。

測光の結果を表 4.6 に示す。それぞれ Johnson-Cousins BVRI の等級で 1σ のものである。

表 4.6: 測光結果 (R-band)

GRB	5s	60s
081122	11.79	12.58
081223	11.62	12.38
090206	12.10	12.86

表 4.7: 測光結果 (V-band)

GRB	5s	60s
081122	12.24	13.60
081223	12.16	12.98
090206	12.56	13.35

表 4.8: 測光結果 (B-band)

GRB	5s	60s
081122	13.30	14.30
081223	13.39	14.21
090206	13.39	14.23

4.4 IPN との同期調査

4.4.1 IPN

The Interplanetary Network (IPN) は、GRB の位置決定をするために使用される GRB 検出器を搭載した衛星のネットワークグループである。この IPN による GRB の位置決定は、異なる宇宙ミッションに使用される検出器の位置でのイベントの到着時間を比較することにより行われる。光秒の何千ものベースラインとのネットワークによる位置決定精度は他の衛星による位置決定精度と同等またはより優れており、精度は、衛星間の距離に比例する。IPN 法の主な欠点は、ネットワーク内のすべての衛星からのデータの取得を取得し、位置決定を行うために要する時間

が1から1.5日程度かかることがある。惑星間 GRB ネットワークは、様々な天体ガンマ線トランジェント、や GRB の研究に1977年から貢献してきた。

現在、これらのデータを提供する主な衛星は、WIND, Mars Odyssey, Messenger, INTEGRAL, RHESSI, Swift, Suzaku, Agile, Fermi である。XMM-ニュートンと MAXI は宇宙線や SGR を記録するために用いられるが、エネルギー範囲が異なるため、使用されていない。

4.4.2 サーチ

GCN に GRB として投稿されている 20event 分のデータを探索した。

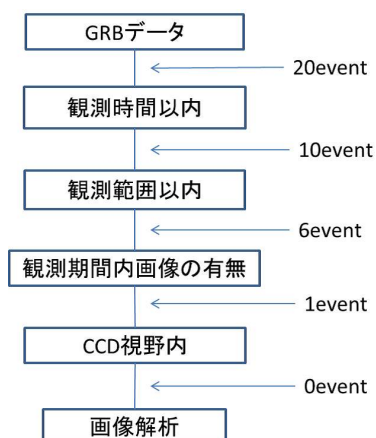


図 4.7: IPN 探索

残念ながら IPN の GRB の位置を撮影している画像は発見できなかった。以下の1枚は witness2 の予測では入らなかったものである。前述の誤差により実際のカメラの視野に入らなかったものである。GRB のポイントと画像の端までの距離は赤道座標にして 8.47deg の差があった。

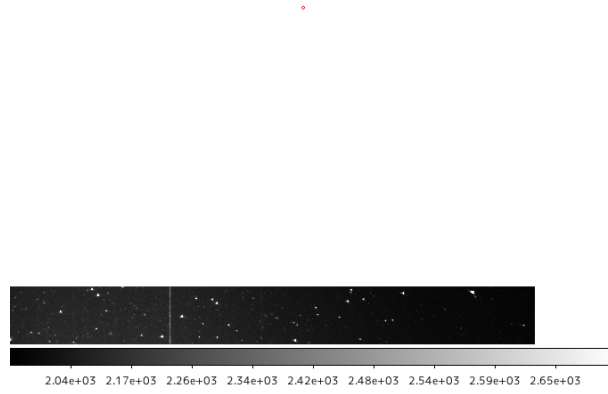


図 4.8: 2008/11/05 22:12:24 の画像

第5章 議論

WIDGET-2の上限値との比較のため、各GRBの上限値を算出する。発生前を捕えたGRB081122に対しては比較する観測例がないため、WIDGET-2の限界等級を上限値とした。発生後に観測した2つのshort GRBについては残光に関する先行研究を用いてX線の減光率からX線残光を算出し、可視光フラックスとX線フラックスの関係から可視光フラックスを算出した。

5.1 X線残光フラックスの算出

残光フラックスをX線放射の減光率から求める。shortGRBに関する先行研究からX線の減少率が求められている。それを仮定しX線の残光フラックスを求める。ここでFermiのフラックスをSwiftのフラックスに合わせるためFermi/GBMとSwift/BATが同時に観測したGCN[23]に投稿されている2013年のGRBのデータ1年間分のeventを用いて比較を行った。フィッティングは最小二乗法で行った。その結果、決定係数R二乗値が0.68(相関係数R=0.82)となり、傾きの向きから正の相関があることがしめされた。ここで相関係数は、相関の度合いの基準値である。-1に近ければ負の相関の、1に近ければ正の相関の傾向が強いことを示す。また、全く相関しない場合は0に近い。決定係数はこの二乗なので1に近いほど相関の傾向が強いことになる。図5.1より次式が得られ、そこから補正した。ここでSwiftのフラックスを F_{xs} 、Fermiのフラックスを F_{xf} としている。

$$\log(F_{xf}) = 1.10\log(F_{xs}) + 1.48 \quad (5.1)$$

先行研究[18]より得た以下の式よりプロンプトX線フラックスを F_{px} X線残光フラックス F_{ax} 、トリガーからの時間 $T - T_0$ とし算出した。

$$\log\left(\frac{F_{ax}}{F_{px}}\right) = -1.22(\pm 0.36)\log(T - T_0) \quad (5.2)$$

これと比較する為、classical modelを用いる。これは残光が時間の-1で減光していくことからそれを初期放射の発生時間にまで引き伸ばし、GRBは初期からべき-1で減光しているというclassical decayの延長モデルである。

$$\log\left(\frac{F_{ax}}{F_{px}}\right) = -\log(T - T_0) \quad (5.3)$$

残光の減光の標準モデル(図5.3)があるがこれを用いない理由は2つある。まず1つはべき-3で急激に減光するsteep decayのフェイズにおいてどれくらいの幅まで減光するかわからないことである。2つ目は、sharrow decayは理論上はべき-0.5とされているがこのフェイズの観測例

は少ないため比較に利用するにはあいまいである。この2つの理由から GRB の残光をこのモデルでは説明しきれていない。また、可視光の残光にはこのような傾向は見られない。よってこの2つのフェイズで X 線と可視光のフラックスの比をとることはできない。よって理論値の予測は classical model を用いて行った。これによりフラックスを算出し、先行研究から導いた値と比較する。

表 5.1: X 線残光フラックス算出結果

GRB081223	$F_{\text{ax}}[\text{Jy}]$
shortGRB	$2.68(+113, -2.61) \times 10^{-7}$
classical	2.51×10^{-6}

GRB090206	$F_{\text{ax}}[\text{Jy}]$
shortGRB	$5.03(+37.0, -4.42) \times 10^{-5}$
classical	1.76×10^{-4}

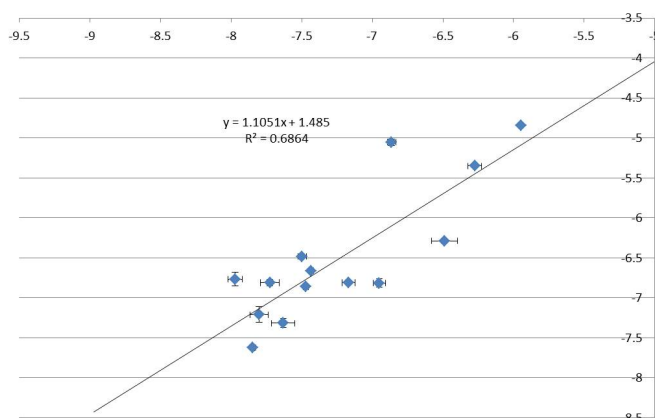


図 5.1: Swift と Fermi の flux 相関:横軸 Swift 縦軸 Fermi

上記の比較より shortGRB は GRB の中でも減少率が低いという従来の結果と矛盾しない。そのため、先行研究の shortGRB の X 線残光の減少率から X 線残光のフラックスの算出を行った。

5.2 X 線、可視光の残光フラックスの相関

WIDGET-2 の検出限界との比較のため、可視光残光のフラックスを F_{ao} 求める。先行研究 [14] で X 線と可視光のフラックス相関に関する研究がなされている。今回はこれを仮定し可視光残光のフラックスの算出を行った。

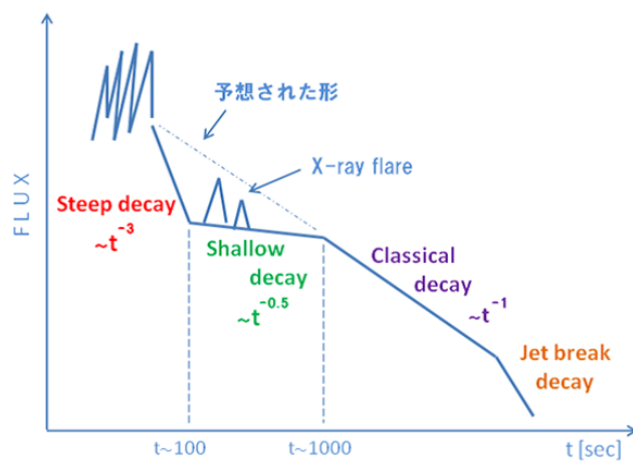


図 5.2: 残光の減光モデル:一般化された GRB 残光の形である。横軸は時間を示し、また、縦軸は光度を示す。上の波線は、プロンプト GRB 放射の X 線後部を表わす。steep decay は活動が終わった後、プロンプト放射の X 線が急速に減衰する険しい減衰過程である。shallow decay は、内部衝撃波の連続的な放射によって引き起こされと思われるゆるい減衰過程である。また、この shallow decay で時々、急激な増光をする X 線フレアが見られる。classical decay は、星間物質と衝突する先行衝撃波によって引き起こされた古典的な減衰である。jet break decay は、ジェットブレイクによって引き起こされた険しい減衰過程である。[34]

可視光と X 線の残光の light curve は couple と decouple の 2 タイプに分かれている。可視光と X 線が同時に減光する couple light curves 図 (5.4) と可視光よりも X 線の方が早く減光を示す decouple light curves (図 5.5) がある。その減光のずれから couple light curves はどちらも先行衝撃波によるもので decouple light curves は X 線は先行衝撃波、可視光が逆行衝撃波によるものと放射領域が違うものと考えられている。また、couple は X 線、可視光どちらもシンクロトロン放射であると説明できるのに対し、decouple は X 線は逆コンプトン散乱、可視光はシンクロトロン放射と別々の放射過程であると考えられている。

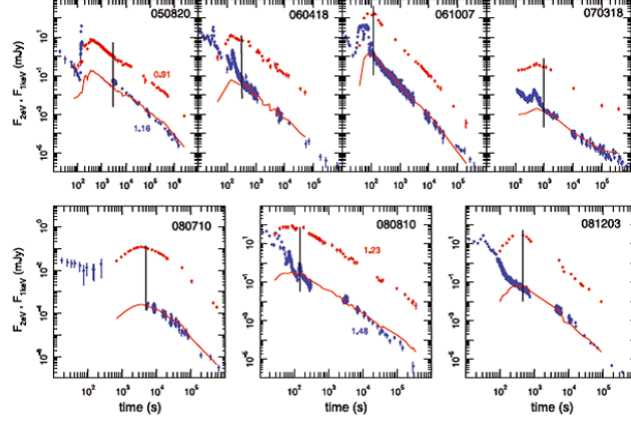


図 5.3: couple light curves[14]

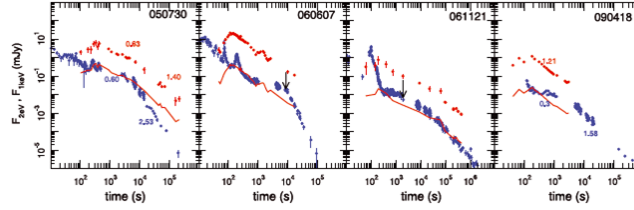


図 5.4: decouple light curves[14]

この先行研究においてそれぞれのタイプにおいて可視光残光と X 線の比に関して以下の関係が報告されている。ここで decouple に関しては 300s-1000s の部分でフラックスの比較が行なわれた。これらを用いて算出を行った。

$$\text{couple} : \log\left(\frac{F_{\text{ax}}}{F_{\text{ao}}}\right) = -0.76(\pm 0.20)\log(1\text{keV}/2\text{eV}) \quad (5.4)$$

$$\text{couple} : \log\left(\frac{F_{\text{ax}}}{F_{\text{ao}}}\right) = -2.05(\pm 0.54) \quad (5.5)$$

$$decouple : \log\left(\frac{F_{ax}}{F_{ao}}\right) = -0.52(\pm 0.25)\log(1keV/2eV) \quad (5.6)$$

$$decouple : \log\left(\frac{F_{ax}}{F_{ao}}\right) = -1.39(\pm 0.68) \quad (5.7)$$

上記の式よりそれぞれ算出すると

表 5.2: 可視光フラックス算出結果

GRB081223	Fao[Jy]
couple	$31.0(+74.3, -21.4) \times 10^{-6}$
decouple	$6.59(+24.2, -5.82) \times 10^{-6}$

GRB090206	Fao[Jy]
couple	$5.64(+13.3, -4.01) \times 10^{-3}$
decouple	$1.23(+4.55, -0.98) \times 10^{-3}$

確認できなかった GRB が予想通り上限値以下なのかどうか算出された可視光フラックスと WIDGET-2 の限界等級を比較を行う。

表 5.3: 可視光フラックス比較

GRB	T-t0	couple	decouple	WIDGET-2(5s)	WIDGET-2(60s)
GRB081122	-9000	-	-	11.79	12.58
GRB081223	+23200	$19.97(+1.36, -1.32)$	$21.65(+1.76, -1.66)$	11.62	12.38
GRB090206	+300	$14.32(+1.38, -1.30)$	$15.98(+1.74, -1.69)$	12.10	12.86

結果、これらはいずれも検出限界感度を下回っており、WIDGET-2 で求めた上限値は、先行研究で得られた初期放射光度と可視光残光の相関と矛盾しないことがわかった。

第6章 まとめ

探査の結果、初期放射や初期残光との同期は見られなかったが、残光との同期を 3event 分発見できた。しかし、画像解析の結果 GRB の確認はできなかった。測光により求めた上限値との比較のため先行研究から GRB の残光の振る舞いを系統的に求め、予想される可視光光度と比較した。GRB 発生以前のデータについて解析した GRB081122 は信頼すべき事例がないため比較は行えなかった。GRB081223 と GRB090206 に関してはそれぞれ X 線残光フラックス、可視光残光フラックスを算出した。予想フラックスの算出は、可視光残光が X 線残光と同期して減光する coupling type と可視光残光が X 線残光より遅れて減光する decoupling type の両方について検討した。このようにして求めた残光の予想光度とを WIDGET-2 の限界等級を比較した結果、WIDGET-2 の限界等級による上限値が、予想光度を上回り、得られた予想残光モデルと矛盾しないことがわかった。

付 録 A 付 録

A.1 GCN

The Gamma ray burst Coordinate Network(GCN) とは、GRB を検知する衛星が、GRB の位置情報をイベントの継続時間中に、リアルタイムで追観測する世界中の各機関に速報するネットワークである。GRB の他にトランジェントの位置情報も配布しており、追観測の情報も集めてのデータアーカイブも構成している

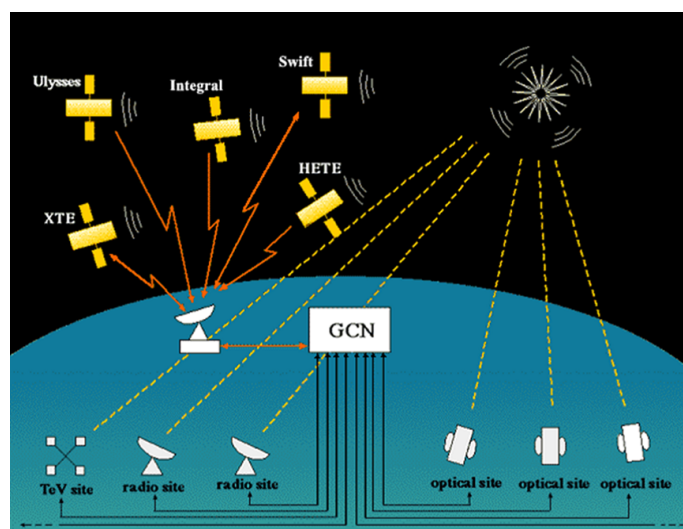


図 A.1: GCN 概念図

謝辞

学部4年から田代・寺田研に入り、研究室の方々には大変お世話になりました。特に田代信教授にはこんな私を懇切丁寧に指導していただき大変助かりました。WIDGET チームとしてほとんど役に立たず、そればかりか壊してばかりで本当にご迷惑おかけしました。また、修論の指導も本当にぎりぎりまで指導していただき大変助かりました。寺田幸功准教授にも本当にご迷惑おかけしました。ゼミや事務等でたびたび無礼を働いて本当に申し訳ありませんでした。それでも担任教授としていろいろ面倒見てくださってありがとうございました。白色矮星は練習で終わってしまってすみませんでした。不勉強な私を最後まで指導してくれた両教授には大変感謝しております。3年間最後までありがとうございました。研究室の先輩、同期、後輩にも大変世話になり、またご迷惑おかけしました。WIDGET チームとして手伝ってくれた井上君とシゲちゃんには大変感謝しています。実力不足のリーダーで本当にすいませんでした。榎本君は卒論の面倒が中途半端になってしまい申し訳ありませんでした。私を反面教師として院生として精進してください。WIDGET-2 も完全とはいわずとも徐々に復活してきています。榎本君にはぜひがんばって WIDGET-2 を復活させてほしいです。WAM や GRB に関しては安田さんや上野さんにお世話になりました。おかげさまで GCN 解析すっかりおてのもので 2013 年にはたくさん投稿できました。なんやかんやで解析楽しかったです。忘れちゃいけないのが同期としてシゲちゃん、上野さんとともに一緒にやってきた山口君。研究室イベントの幹事に積極的に手伝ってくれて助かりました。同期として過ごした上野さん、杉本君、山口君は本当にいろいろ助けてもらいました、楽しい経験をさせてくれました。それぞれ別々の道に進みますがお互い頑張りましょう。小山さんも様々なところでアドバイスをくれて何度も勉強させられました。ダメな後輩で本当にすみませんでした。研究室全体としては、見かけによらず面白い方々ばかりでかなり楽しめました。その上、皆様がかなり勉強家で自分の要領の悪さやコミュ力など様々な弱点を見直させられました。皆様のようなハイランクな方々とご一緒にきて貴重でいい人生経験になりました。

大学院の修士学生というより、望遠鏡の修理業者として過ごしたこの研究室生活。イベントの幹事、木曾出張、望遠鏡修理、どれも大変でつらくもあったがいい経験になりました。ここでの経験を生かして社会人として頑張りたいと思います。

3年間ありがとうございました。

関連図書

- [1] 恩田香織 [ガンマ線バースト可視光観測システム WIDGET の性能評価] 東京理科大学 卒業論文 (2004 年)
- [2] 増野圭輔 [広視野可視光望遠鏡 WIDGET に使用する CCD カメラ接続プレートの設計および衛星自動追尾プログラムの改良] 埼玉大学 卒業論文 (2006 年)
- [3] 岩切渉 [ガンマ線バースト早期可視光観測システムの開発] 埼玉大学 卒業論文 (2007 年)
- [4] くわはらまこと [超広視野 WIDGET の変光天体観測測光性能の評価] 東京理科大学 修士論文 (2007 年)
- [5] 菅佐原たか子 [突発天体追尾観測システム WIDGET-L の開発] 埼玉大学 修士論文 (2009 年)
- [6] 林紅妙 [A Serendipitous Search for Optical Flash by Ultra-Wide Field Telescope WIDGET] 国立中央大学 修士論文 (2009 年)
- [7] 石田勇介 [超広視野可視光望遠鏡 WIDGET-2 による GRB の探査] 埼玉大学 卒業論文 (2012 年)
- [8] 高原一紀 [超広視野望遠鏡 WIDGET-2 の画像処理パイプラインにおける位置決定方法の開発] 埼玉大学 修士論文 (2013 年)
- [9] 小林沙緒里 [超広視野望遠鏡 WIDGET-2 のための画像抽出と光度評価システムの開発] 埼玉大学 修士論文 (2013 年)
- [10] 井上拓 [超広視野望遠鏡 WIDGET-2 の位置決定パイプラインにおける画像中心の座標決定方法の改良] 埼玉大学 卒業論文 (2013 年)
- [11] 寺居剛 [すばる秋の学校 2011 Suprime-Cam 班 移動天体検出編] (2011 年)
- [12] S.Campana [Swift and GRBs: Unveiling the Relativistic Universe] (2006 年)
- [13] A.Panaitescu et al 2008,MNRAS 387
- [14] A.Panaitescu et al 2011,MNRAS 414
- [15] Fukugita et al 1995,PASP 107 945

- [16] Hewett et al. 2006, MNRAS, 367, 454
- [17] J. L. Racusin et al. 2008 ,Nature 455, 183-188
- [18] M.Nysewander et al 2009,APJ 824-836
- [19] N.Gehrels et al 2007, New Journal of Physics 9 37
- [20] Y.Urata et al 2010,PASJ Vol.63 137-146
- [21] W.Vestrand et al 2013,astro-ph 1311.5489
- [22] www.aerith.net/astro/color_conversion.html
- [23] <http://gc.n.gsf.nasa.gov>
- [24] <http://www.astro.isas.jaxa.jp/takahasi/Missions/SWIFT/swift.html>
- [25] http://www.nasa.gov/mission_pages/GLAST/spacecraft/index.html
- [26] <http://heasarc.gsf.nasa.gov/W3Browse/all/ipngrb.html>
- [27] <http://grb.fuw.edu.pl/pi/ot/grb080319b/normal.html>
- [28] <http://ken2astr7note.huuryuu.com/analysis/M-note/Mnote.html>
- [29] 岩切渉 [超広視野望遠鏡 WIDGET の測光性能試験とステータス報告] 木曾シンポジウム (2008 年)
- [30] Sari et al ,1998,ApJ,497,L17
- [31] 山内誠 [HETE2 衛星と連携したフォローアップ観測による γ 線バーストの研究] 宮崎大学 (2004 年)
- [32] <http://sgwd.sakura.ne.jp/Astronomy/Telescope/telescopeE8.htm>
- [33] <http://hikari.astron.s.u-tokyo.ac.jp/okamura/GA-Lecture/Chap-2.ppt>
- [34] Kevin J. Meagher, Doctor of Philosophy, 2012
- [35] <http://www.mm.media.kyoto-u.ac.jp/research/thesis/2000/b/shingu/shingu-j.html>