

修士論文

サブミリ/ミリ波残光が検出された ガンマ線バーストの放射特性の系統的研究

埼玉大学大学院 理工学研究科 博士前期課程
物理機能系専攻 物理学コース
田代・寺田研究室

14MP102 榎本 淳一

平成 28 年 4 月 6 日

Abstract

ガンマ線バースト (GRB) は、宇宙のある一点から膨大な量のガンマ線が突発的に放出される宇宙最大規模の爆発現象である。数ミリ秒から数百秒程度の程度継続し、その総放射エネルギーは 10^{51} - 10^{54} erg にも及ぶ。また、このガンマ線放射のあとに、数時間から数日にかけてゆっくりと減光していく電波、可視光、X 線での放射が付随することがあり、これを残光と呼んでいる。一般に GRB は、親星のからの相対論的ジェットが起源と考えられている。初期放射は、ジェット中の内部衝撃波、残光は放出物質が星周物質中に作る外部衝撃波によるものとされているが、各波長の放射が順行衝撃波・逆行衝撃波のいずれで起こるのかなど、未解明なことも多い。なかでも、観測成功例の少ないサブミリ/ミリ波残光は、GRB の未解決問題に取り組む上で重要なプローブとなる。たとえば、Sub-Millimeter Array (SMA) が素早いフォローアップ観測によってリバースショック成分の観測に成功したことで、X 線および可視光残光の複雑な時間進化がシンクロトロン自己逆コンプトン散乱で説明し得ることを明らかにした。

サブミリ/ミリ波帯においてさらなる詳細なフォローアップ観測を行うためには、現在の望遠鏡においてサブミリ/ミリ波残光が検出可能な条件を特定し、観測指針を定める必要がある。たとえば、Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA) では数 mJy 以上の明るいイベントであれば、1-2% の偏光を捉えることが可能であり、ALMA はすでに偏光観測モードで運用できる状態にある。したがって、サブミリ/ミリ波残光を伴う GRB の特徴を分析することは GRB の物理を解明だけでなく、観測例を効率的に増やすためにも重要である。そこで本研究では、サブミリ/ミリ波残光が付随する GRB の放射特性の系統的な調査を行った。

サブミリ/ミリ波残光の強度と相關する GRB の性質を調べるために、(1) 初期放射の性質を明らかにする研究と、(2) 残光の性質を明らかにする研究を行った。サブミリ/ミリ波でのフォローアップ観測がなされている GRB のなかからサンプルを抽出し、スペクトル解析の結果から、(1) 初期放射における各パラメータや、初期放射の特性として知られている Amati 相関、Ghirlanda 相関について、サブミリ/ミリ波残光をともなう GRB とそうでないものを比較した。次に、(2) 残光の性質を調べるために、可視残光と X 線残光の強度比較を行った。その結果、前者には、サブミリ/ミリ波検出 GRB と他の GRB に系統的なちがいは見られないが、後者には、サブミリ/ミリ波残光の放射領域が、X 線よりも可視光の放射領域と密接に関連していることが示唆された。

Contents

第 1 章 Introduction	1
1.1 ガンマ線バースト	1
1.2 ガンマ線バースト観測の歴史	2
1.3 GRB の放射機構	5
1.3.1 相対論的火の玉モデル	5
1.3.2 衝撃波によるエネルギーの解放	6
1.3.3 プロンプト放射の特性	8
1.3.4 残光放射の特性	11
1.4 ガンマ線バーストのサブミリ/ミリ波残光観測の重要性と本研究の目的	13
第 2 章 Observation and Instruments	15
2.1 すざく衛星	15
2.2 硬 X 線検出器 (Hard X-ray Detector; HXD)	16
2.3 広帯域全天モニタ (Wide-band All-sky Monitor; WAM)	17
2.3.1 WAM のデータ処理システム	19
2.3.2 バックグラウンドとレスポンス	21
2.4 Swift 衛星	22
2.4.1 Burst Alert Telescope (BAT)	23
2.4.2 符号化マスク	24
2.4.3 検出器	25
2.4.4 検出モジュールとブロック制御データ処理	26
2.4.5 バーストリガから位置決定まで	26
第 3 章 Analysis	27
3.1 サブミリ/ミリ波残光検出・未検出 GRB サンプル	27
3.2 GRB プロンプト放射の解析	30
3.2.1 Swift/BAT と Suzaku/WAM による同時フィッティング	30
3.2.2 スペクトルの解析	31
3.3 残光放射の解析	31
第 4 章 Results and Discussion	32
4.1 BAT と WAM によるプロンプト放射スペクトルの解析結果	32

4.2	プロンプト放射のパラメータにおける比較	36
4.2.1	α 、 $E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ 、Fluence における比較	36
4.2.2	Amati 相関と Ghirlanda 相関上での比較	39
4.3	残光放射強度における比較	42
4.3.1	X 線残光強度と可視光残光強度における比較	42
第 5 章	Summary	44

表 目 次

2.1	HXD 基本性能 [12]	17
2.2	6 bit Flash ACD チャンネルの bit 圧縮 [14]	20
2.3	WAM のエネルギーとバンドの対応 [14]	20
2.4	TRN データと BST データ [14]	21
2.5	BAT の性能 [3]	24
3.1	GRB サンプル	29
3.2	観測データのリスト	30
4.1	BAT/WAM における GRB の時間平均スペクトルのパラメータ (1)	33
4.2	BAT/WAM における GRB の時間平均スペクトルのパラメータ (2)	34
4.3	BAT/WAM における GRB の時間平均スペクトルのパラメータ (3)	35
4.4	GRB の静止系におけるエネルギー	40

目 次

1.1	GRB の多様な光度曲線。Credit:J.T. Bonnell (NASA/GSFC) [19]	1
1.2	T90 分布 [18]	2
1.3	コンプトンガンマ線観測衛星に搭載された BATSE 検出器によって検出された GRB の全天分布 [20]	3
1.4	BeppoSAX によって観測された GRB 残光 [4]	4
1.5	Very Large Telescope (VLT) によって観測された GRB30329 の残光スペクトルの時間変化 [7]	5
1.6	相対論的火の玉モデル [19]	6
1.7	(左) 単一電子からのシンクロトロン放射スペクトル。(右) 単一電子からのシンクロトロン放射スペクトルを重ね合わせて得られるスペクトル。[17]	8
1.8	CGRO/BATSE が観測した GRB におけるスペクトルパラメータの分布図。(左) スペクトル低エネルギー側の光子指数 α 。(中央) スペクトル高エネルギー側の光子指数 β 。(右) $\nu F\nu$ スペクトルでのピークエネルギー E_{peak} [11]	9
1.9	Amati 相関。GRB 静止系でのスペクトルにおいて、ピークエネルギー $E_{\text{p,i}}$ と総放射エネルギー E_{iso} の間に相関がある。[1]	10
1.10	(左) 星周物質の密度が一定であると仮定した場合の Ghirlanda 相関。(右) 星周物質の密度が距離の二乗に反比例すると仮定した場合の Ghirlanda 相関。GRB 静止系でのスペクトルにおいて、ピークエネルギー $E_{\text{p,i}}$ と総放射エネルギー E_{γ} の間に相関あり、Amati 相関よりも分散は小さくタイトな相関となる。[5]	11
1.11	ガンマ線バーストの残光の理論的なスペクトル。 ν_m は典型的な振動数、 ν_c は冷却振動数、 ν_a はシンクロトロン自己吸収振動数である。星間物質の密度が一様ならば、それぞれの振動数は $\nu_m \propto t^{-3/2}$ 、 $\nu_c \propto t^0$ 、 $\nu_a \propto t^{-1/2}$ に従い時間進化する。さらに、密度が半径の二乗に反比例するならば、これに加えてスペクトルは下方にも時間進化する。	12
2.1	(左) すざく衛星の外観、(右) すざく衛星の構造 [10]	15
2.2	(左)HXD の構造 [14]。(右)Well Unit の構造 [12]。	16
2.3	(左)HXD-WAM の構造。(右)「すざく」内における配置 [14]。	17
2.4	WAM とその他の GRB 検出器の有効面積 [14]	18
2.5	WAM 基本性能 [14]	18
2.6	WAM センサーのアセンブリ [14]	19

2.7	TPU での処理ながれ [14]	21
2.8	(左)5つのエネルギー帯域における1日の光度曲線の例。(右)WAMのバックグラウンドスペクトル。色は、左図のA,B,C,D,Eに対応している(上から、E, D, C, A, B)。[14]	22
2.9	Swift 衛星 Credit: NASA E/PO, Sonoma State University [22]	23
2.10	Swift/BAT 検出器 [3]	24
2.11	符号化マスク [21]	25
4.1	光子指数 α の分布図。サブミリ検出 GRB は赤い斜線、未検出 GRB は青い点線、全体は黒の実線で示してある。	36
4.2	$E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ の分布図。サブミリ検出 GRB は赤い斜線、未検出 GRB は青い点線、全体は黒の実線で示してある。	37
4.3	Fluence (15 - 150 keV) の分布図。サブミリ検出 GRB は赤い斜線、未検出 GRB は青い点線、全体は黒の実線で示してある。	37
4.4	Fluence (15 - 150 keV) と 光子指数 α の散布図 (左図 緑: PL、赤: CPL、青: Blue; 右図 z 軸をサブミリ残光 Flux にとりカラースケールでプロット)	38
4.5	$E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ と 光子指数 α の散布図 (左図 緑: PL、赤: CPL、青: Blue; 右図 z 軸をサブミリ残光 Flux にとりカラースケールでプロット)	38
4.6	$E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ と Fluence (15 - 150 keV) の散布図 (左図 緑: PL、赤: CPL、青: Blue; 右図 z 軸をサブミリ残光 Flux にとりカラースケールでプロット)	39
4.7	$E_{\text{peak}}^{\text{int}}$ と E_{iso} の散布図	40
4.8	E_{γ} の分布図 (矢印はローワーリミット)	41
4.9	右図: Amati 相関; 左図: Ghirlanda 相関	41
4.10	右図: X線残光フラックスの分布図; 左図: 可視光残光フラックスの分布図	42
4.11	X線残光フラックスと可視光残光フラックスの散布図	42

第1章 Introduction

1.1 ガンマ線バースト

ガンマ線バースト (Gamma-ray Burst; GRB) は、宇宙のある一点から膨大な量のガンマ線が突発的に放出される宇宙最大規模の爆発現象である。その放射エネルギーは 10^{51} erg から 10^{54} erg にも及び、これは太陽が一生をかけて放出するエネルギーに匹敵する。放射継続時間は、短いものでは数ミリ秒、長いものでは千秒にも達するものもあり、その光度曲線も多様である。図 1.1 に、光度曲線の例を、図 1.1 にコンプトンガンマ線観測衛星によって観測された放射継続時間 T90 の分布を示す。

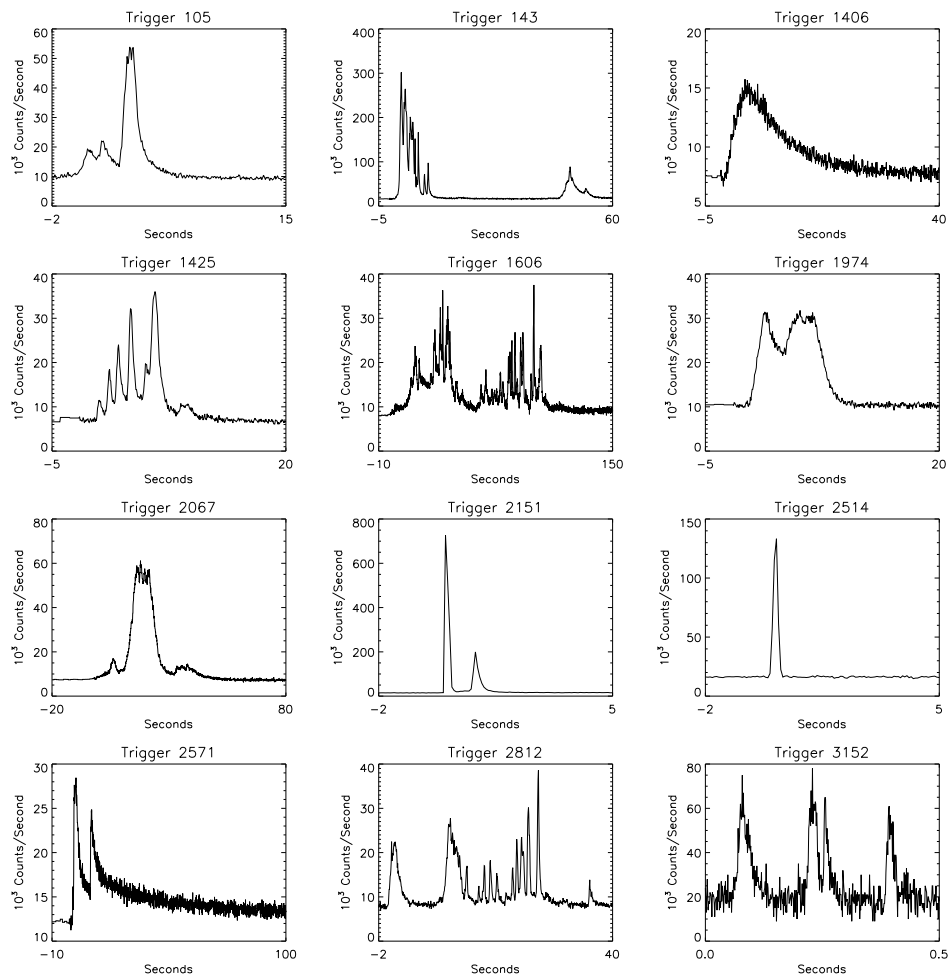


図 1.1: GRB の多様な光度曲線。Credit: J.T. Bonnell (NASA/GSFC) [19]

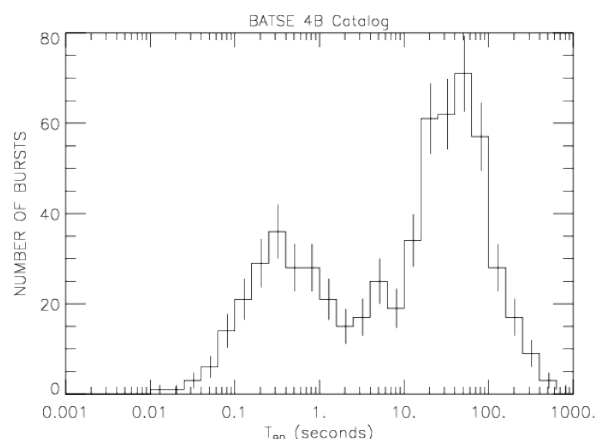


図 1.2: T90 分布 [18]

光度曲線は、横軸に時間、縦軸にガンマ線強度をとったものである。図 1.1 に示した通り、光度曲線は極めて多様な振る舞いを見せ、激しい時間変動をするものも少なくない。また光度曲線は、観測するエネルギー帯域に依存し、一般に高エネルギー領域で鋭いスパイクを見せる。

T90 とは、GRB の放射継続時間を定量的に評価する際に一般によく用いられる量である。T90 は、ガンマ線バーストによって放射される全光子数のうち、最初と最後の 5 % の光子を除いた 90 % の光子が放射されている時間間隔で定義される。図 1.2 がその分布を表しており、約 2 秒を境にして 2 つのピークが見られる。2 秒未満では 0.3 s、2 秒以上では 20 s の周りにピークを持つ二項分布でよく表される。GRB はこの T90 によって、2 秒未満の short GRB と 2 秒以上の long GRB に分類される。

1.2 ガンマ線バースト観測の歴史

最初にガンマ線バーストを観測したのは、宇宙での核実験を監視するための軍事衛星 VELA である。この当時、冷戦中であったために、核実験の可能性が疑われたがその存在は機密情報として、1967 年まで公開されることはなかった。後の研究から、このガンマ線は宇宙からやってきていることがわかり、これを契機にガンマ線バースト研究が幕を開けることとなった。

GRB が発見されてから、世界中でその正体を探る試みが行われたが、何年たっても大きな進展は見られなかった。GRB は突発現象であり、その発生場所を予測することは極めて難しい。またガンマ線検出器におい発生源の方角を特定するのは、技術的な面でも困難であった。仮に方向が特定できたとしても、バーストが短時間であるためその起源の天体を知るのは非常に難しかった。

ガンマ線バースト研究における停滞状況を打開する一つ目の大きなブレイクスルーは、1991 年にもたらされる。アメリカが、ほぼ全天の半分をカバーできるほどの視野を持つコンプトンガンマ線観測衛星 (CGRO) を打ち上げた。これにより、CGRO に搭載されたガンマ線検出器 BATSE が 2704 個の GRB が観測に成功し、GRB は 1 日に約 1 個の頻度で等方的に発生する現象であるということが明らかになった図 1.3。

しかし、依然として起源天体までの距離は不明のままであった。仮に、GRB が銀河系内で発生していると仮定すると、その分布は星が多い銀河面に集中することが予想される。現実には、CGRO が観測した GRB の発生方向の全天分布は、銀河面へ集中は見られず、等方的であった。したがって GRB の発生場所は、太陽系近傍か遠方の宇宙のどちらかに絞られることになるが、明白な対応天体が同定できないことから、地球からのバースト源までの距離に関してははっきりと特定できずに大きな論争となった。

GRB 研究における 2 つ目の大きなブレイクスルーは、1997 年、イタリア・オランダの X 線観測衛星 BeppoSAX によってもたらされた。バースト源までの距離問題を解決する大きな発見がなされた。BeppoSAX はガンマ線バースト GRB970228 から X 線を検出し、この X 線がバーストに付随する残光であることが確認されたのである。残光は数日間観測することができ、また後に可視光などでも見られることがわかった。この可視光残光により GRB の方角を正確に決定することが可能となった。多くの GRB について、可視光観測からその母天体と思われる銀河が発見され、その可視光分光観測によって赤方偏移値を決定できるようになった。その結果、GRB970228 は赤方偏移値 $z = 0.7$ と決められ、GRB は宇宙論的遠方で発生していることが結論付けられた。

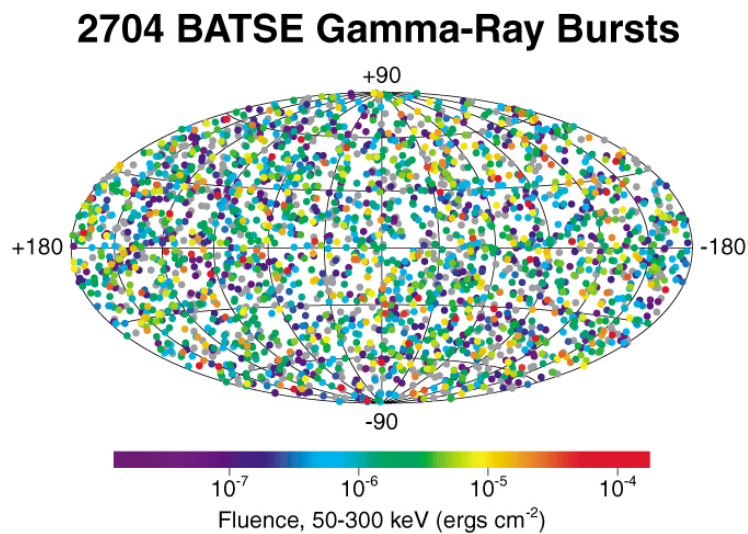


図 1.3: コンプトンガンマ線観測衛星に搭載された BATSE 検出器によって検出された GRB の全天分布 [20]

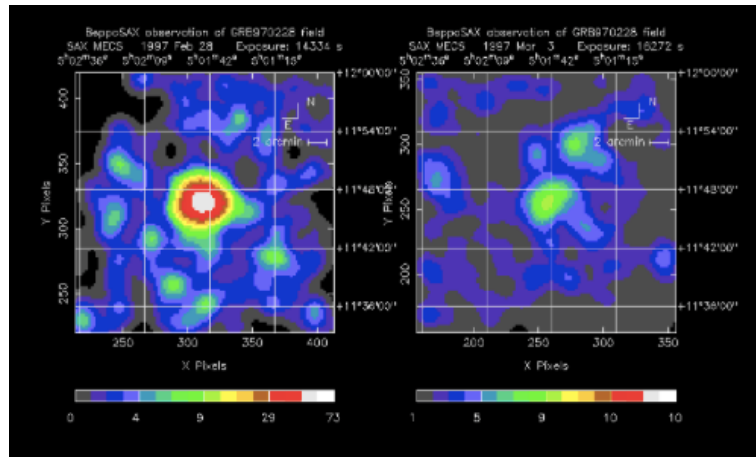


図 1.4: BeppoSAX によって観測された GRB 残光 [4]

GRB の正体に迫る大きな契機となったのが、HETE-2 による GRB030329 の発見である [7]。迅速な位置速報がなされ、可視光や X 線、電波による素早いフォローアップ観測が行われた。その結果、赤方偏移 $z = 0.169$ (約 20 億年) という比較的近傍で起こった GRB であることが分かった。その後、南米チリにある Very Large Telescope (VLT) によって、一ヶ月間の詳細な追観測がなされ、スペクトルの時間進化が得られた。スペクトルは、残光において典型的なべき型から時間経過とともに構造が現れ、この構造が水素やヘリウムの外層を失った恒星が最期に起こす大爆発 (Ic 型超新星爆発) のものと一致することが確かめられた。このことから、少なくとも一部のガンマ線バーストは超新星爆発に関連しており、大質量星の重力崩壊によって発生することが明らかになった。

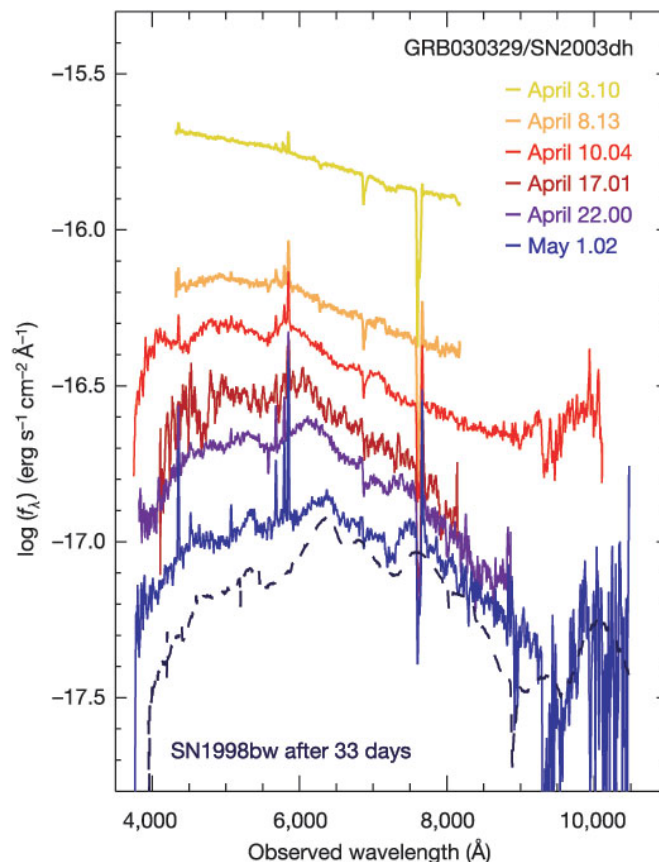


図 1.5: Very Large Telescope (VLT) によって観測された GRB030329 の残光スペクトルの時間変化 [7]

1.3 GRB の放射機構

1.3.1 相対論的火の玉モデル

GRB の放射機構のモデルとして様々なものが提唱されてきたが、標準的なモデルとして考えられているのが相対論的火の玉モデルである。その概要は以下のようなものである。

GRB の放射継続時間から、起源天体のスケールは非常に小さいことが予想される。この小さい空間にバーストのエネルギーを閉じ込めるとすると、非常に熱い火の玉が想定される。しかし、この光学的に厚く小さい領域からの放射では GRB の規模のエネルギーの放射を説明できず、より効率的に放射するには、光球が相対論的な速度で膨張していることが必要となる。

まず、バースト源の天体の重力崩壊に伴ってローレンツ因子 $\gamma \sim 100$ の相対論的速度を持ったバリオンジェットが放出される。放出されたバリオンには局所的に速度が異なり、この速度差によってできる高密度部分をシェルと呼ぶ。このシェル同士が衝突して衝撃波 (内部衝撃波) が発生し、電子・陽電子プラズマがシェル内で磁場に反射され続けることで加速し、シンクロトロン放射によって X 線が放射される。ここで放射される X 線は、放射体の共動系における場合なので、実験室系ではローレンツ因子がかかりガンマ線として観測される。これが GRB として観測され、初

期放射 (プロンプト放射) と呼ばれる。プロンプト放射は、このように内部衝撃波が起源だとされている。その理由としては、プロンプト放射の激しい光度曲線の変動は内部衝撃波以外では作ることが難しいと考えられているためである。セントラルエンジンが $\sim \delta t$ の間隔でいくつものローレンツ因子の異なる質点を t 秒間放出したとすると、物質はほぼ光速で動くため、観測されるパルス間隔も $\sim \delta t$ で $\sim t$ 秒間続く。パルス幅も $\sim R_i/c\gamma^2 \sim \delta t$ なので激しい変動をする。

さらに、放出された相対論的なバリオンはそのまま膨張を続け、星間物質と衝突し衝撃波 (外部衝撃波) を生じる。これによりシンクロトロン放射で X 線・可視光・電波が飛び出し、残光現象として観測される。外部衝撃波は徐々に減速し、残光は次第に減光していく。以上が相対論的火の玉モデルである。この概念図を図 1.6 に示す。

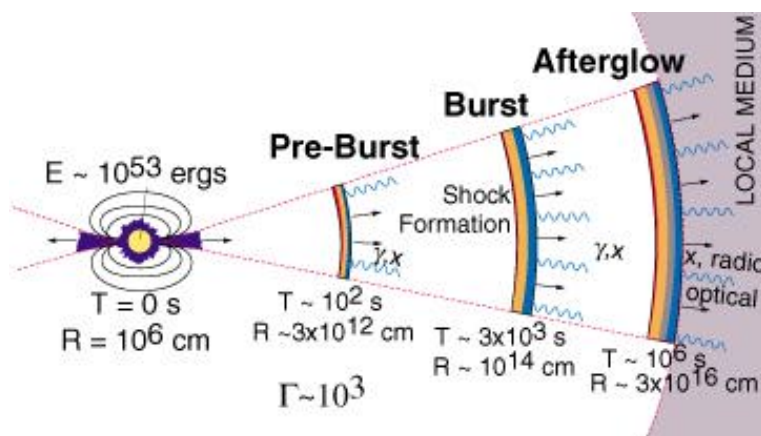


図 1.6: 相対論的火の玉モデル [19]

1.3.2 衝撃波によるエネルギーの解放

バリオンの存在量によっては、放出物質は相対論的速度まで加速膨張し得ることが知られているが、これではまだバリオンが運動エネルギーを持つだけで、ガンマ線放射を観測することはできない。ガンマ線として我々が観測するにはこの運動エネルギーを放射に変換する必要がある。現在、このエネルギーの変換は、衝撃波によって説明できると考えられている。ここでは、衝撃波によるエネルギーの解放について説明する。

エネルギーの変換効率

簡単のため、二体問題を考える。ローレンツ因子 γ_r の質量 m_r が、速度の遅いローレンツ因子 γ_s の質量 m_s に衝突して、 γ_m の一つの質量 m_m になったとする。エネルギーおよび運動保存則から、

$$m_r \gamma_r + m_s \gamma_s = (m_r + m_s + E_m/c^2) \gamma_m, \quad (1.1)$$

$$m_r \sqrt{\gamma_r^2 - 1} + m_s \sqrt{\gamma_s^2 - 1} = (m_r + m_s + E_m/c^2) \sqrt{\gamma_m^2 - 1} \quad (1.2)$$

が成り立つ。ここで、 E_m は、衝突によって解放される内部エネルギーである。この一部が放射として観測される。これを解くと、

$$\gamma_m = \frac{m_r \gamma_r + m_s \gamma_s}{\sqrt{m_r^2 + m_s^2 + 2m_r m_s \gamma_{rs}}} \quad (1.3)$$

$$\frac{E_m}{c^2} = \sqrt{m_r^2 + m_s^2 + 2m_r m_s \gamma_{rs}} - m_r - m_s \quad (1.4)$$

が得られる。ここで、 $\gamma_{rs} \equiv \gamma_r \gamma_s \sqrt{\gamma_r^2 - 1} \sqrt{\gamma_s^2 - 1}$ と定義した。これは、 m_r から見た m_s のローレンツ因子である。エネルギーの変換効率は、

$$\varepsilon = 1 - \frac{(m_r + m_s) \gamma_m}{m_r \gamma_r + m_s \gamma_s} \quad (1.5)$$

で与えられる [16]。

衝撃波による粒子加速メカニズム

衝撃波が形成されると、衝撃波面において一部の粒子が加速される。衝撃波速度は非相対論の場合において、粒子が相対論的なエネルギーを持つとき、衝撃波を n 回往復した後の粒子のエネルギーは

$$E_n = E_0 (1 + \eta)^n \sim E_0 \exp(\eta n) \quad (1.6)$$

と表され、指数関数的に増加する。ここで、 η は上流と下流の速度差 ($V_1 - V_2$) に比例する量で、 $1 + \eta$ は1 値往復によるエネルギー変化の期待値を表す。

加速された粒子のスペクトルを決めるためには、1 往復あたりに逃げ出す粒子の割合を考慮する必要がある。粒子が相対論的な場合 ($v \sim c$) において、 n 回以上往復する割合 $P(> n)$ は、

$$P(> n) = \left(1 - \frac{4V_2}{c}\right)^n \sim \exp\left(-4n \frac{V_2}{c}\right), \quad (1.7)$$

となる。従って、エネルギーが E より大きい粒子数 $N(> E)$ は、

$$N(> E) \propto P(> n) \propto \exp\left(-\frac{4n(V_1 - V_2)}{3c} \times \frac{3V_2}{V_1 - V_2}\right) \propto E^{-3V_2/(v_1 - V_2)} \equiv E^{-\mu+1}, \quad (1.8)$$

のようなべき型のスペクトルとなる。したがって、エネルギー E と $E + dE$ の間の粒子数を表す微分スペクトル dN/dE は、 E^μ に比例する。スペクトル指数 ν は式 (1.8) から、

$$\nu = \frac{3V_2}{V_1 - V_2} + 1 = \frac{r + 2}{r + 1} \quad (1.9)$$

である。ここで、 $r \equiv V_1/V_2$ で衝撃波の圧縮比である。スペクトル指数 μ は r の値のみで決まり、マッハ数が無限大の衝撃波では、 $\mu = 2$ となり、観測結果を良く再現する。GRB では衝撃波速度が相対論的ではあるものの、これに類似したべき型のスペクトルが期待できる [16]。

シンクロトロン放射

べき型のスペクトルが観測される天体は一般的に、非熱的放射により輝いている。これは熱平衡状態から出る黒体放射や、ボルツマン速度分布に従う熱プラズマ中の電子から放射される熱的制動放射とは区別される。内部エネルギーを効率的に放射に転じる非熱的放射の代表例は、シンクロトロン放射である。これは、相対論速度をもつ荷電粒子が加速度を受けることによって、その運動エネルギーを光に変換する放射方法である。

シンクロトロン放射は、磁場中を運動する荷電粒子が、磁力線に巻きつき回転運動することで起こる。円運動は加速度運動であるため、加速度を受けた荷電粒子が電磁放射する。電子の速度が遅い場合はサイクロトロン放射、相対論的な速度の場合はシンクロトロン放射と呼ばれる。サイクロトロン放射と基本過程は同じであるが、シンクロトロン放射は相対論的ビーミング効果のために観測される電磁放射の様子は異なるものとなる。ビーミング効果とは、相対論的な速度で運動する電子からの放射場の強度は、進行方向を中心に角度範囲 $\theta < 1/\gamma$ とい狭い範囲に絞られるという現象である。これにより、観測者にとっては放射強度は非常に大きくなる。サイクロトロン放射は単色の電磁波を放射するのに対し、シンクロトロン放射では周波数が電波から X 線まで観測領域としてあげられる。単一電子からのシンクロトロン放射スペクトルを図 1.7 に示す。この単一電子からの放射の重ね合わせにより、べき型関数として観測される。

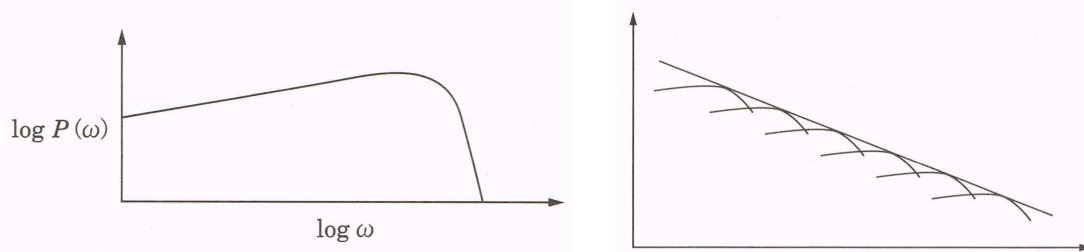


図 1.7: (左) 単一電子からのシンクロトロン放射スペクトル。(右) 単一電子からのシンクロトロン放射スペクトルを重ね合わせて得られるスペクトル。[17]

1.3.3 プロンプト放射の特性

プロンプト放射のスペクトルパラメータ

観測されるプロンプト放射の光子エネルギーは、ガンマ線で卓越している。これは高いエネルギー帯域で相対的に多くの電磁放射していることを意味し、このことをスペクトルが「硬い」と表現する。観測されるガンマ線バースト光子の微分スペクトル、つまり単位時間、単位面積、単位エネルギー帯域あたりに検出される光子の数 $N_E(E)$ は、Band 関数と呼ばれる二つのべき関数を指数関数で滑らかに接続した関数で経験的によく表される。以下に Band 関数の式を示す。

$$N_E(E) = \begin{cases} A \left(\frac{E}{100\text{keV}} \right)^\alpha \exp\left(-\frac{E}{E_0}\right), & (\alpha - \beta)E_0 \geq E \\ A \left[\frac{(\alpha - \beta)E_0}{100\text{keV}} \right]^{(\alpha - \beta)} \exp(\beta - \alpha) \left(\frac{E}{100\text{keV}} \right)^\beta, & (\alpha - \beta)E_0 \leq E \end{cases} \quad (1.10)$$

E は光子のエネルギーで、 α は低エネルギー側、 β は高エネルギー側のべき関数の指数を示すパラメータで負の値をとる。 A はスペクトルを規格化するパラメータ、 E_0 は光子スペクトルが折れ曲がるエネルギーである。また、 νF_ν スペクトルでのピークエネルギーは、最も大きな放射をおこなうエネルギー E_{peak} を表し、 $E_{\text{peak}} \equiv (2 - \alpha)E_0$ の関係がある。この E_{peak} は GRB 放射の特徴的なエネルギーとしてよく用いられる重要なパラメータである。

上記のパラメータには典型的な値が存在する。CGRO/BATSE の観測データにおけるスペクトル解析で得られた各パラメータの分布を、図 1.8 に示す。パラメータが典型値を持つということは、初期放射のスペクトルには一般的にある程度の型があるといえる。 α, β の典型的な値はそれぞれ $\sim -1, \sim -2.5$ であり、とくに、 E_{peak} は 250 keV を中心として対数正規分布を示す。

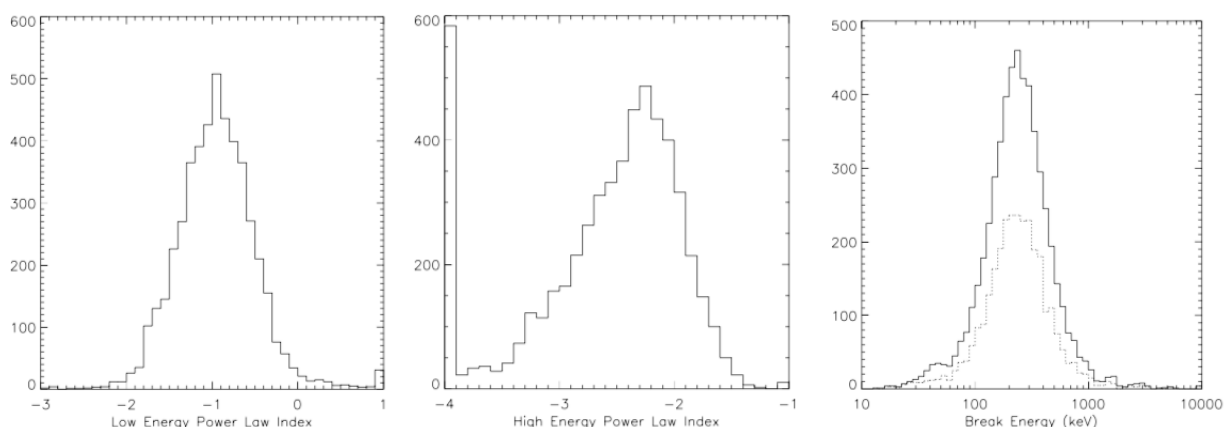


図 1.8: CGRO/BATSE が観測した GRB におけるスペクトルパラメータの分布図。(左) スペクトル低エネルギー側の光子指数 α 。(中央) スペクトル高エネルギー側の光子指数 β 。(右) νF_ν スペクトルでのピークエネルギー E_{peak} 。 [11]

Amati 相関

上記のパラメータのうち、特に E_{peak} は GRB 研究において非常に重要な意味を持つ。一般に GRB は、ピークエネルギーと総放射エネルギーの間に相関を持つことが指摘されているためである。

GRB は宇宙論的な遠方で発生しており、その発生源となる親星は宇宙論的な空間膨張の系に乗っている。そのため、我々が観測系で観測しているスペクトルは、宇宙論的な膨張による赤方偏移の影響を受けたものである。可視光残光の分光解析等により赤方偏移値 z が判明している GRB については、新星の静止系におけるスペクトルを求めることができる。本論文では GRB 新星が静止して見える宇宙論的な膨張の系を GRB 静止系と呼ぶことにする。GRB 発生の際、超新星爆発のように等方的な放射を仮定するとき、GRB 静止系において総放射エネルギーを E_{iso} と表記す

る。また、GRB 静止系における νF_ν スペクトルのピークエネルギーを $E_{p,i}$ と表記する。これら GRB 静止系における 2 つのパラメータには相関が見られ、

$$E_{p,i} \propto E_{iso}^{0.52 \pm 0.06} \quad (1.11)$$

の関係があることが Amati et al. (2002) [1] によって報告されている。この相関は Amati 相関と呼ばれ、その背景の詳細については議論があるものの GRB の物理を探る上で重要な関係と考えられている。図 1.9 に Amati 相関を示す。

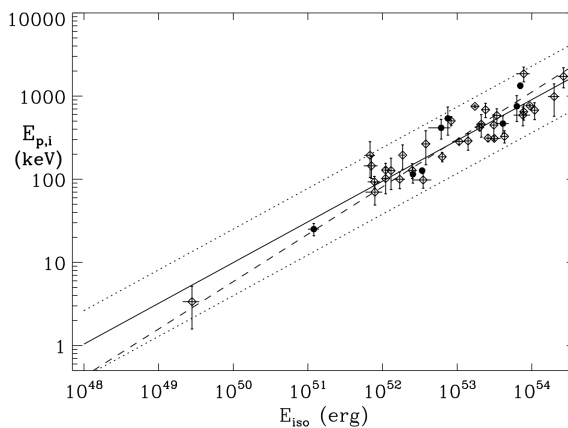


図 1.9: Amati 相関。GRB 静止系でのスペクトルにおいて、ピークエネルギー $E_{p,i}$ と総放射エネルギー E_{iso} の間に相関がある。[1]

Ghirlanda 相関

Amati 相関におけるパラメータ E_{iso} は、等方放射を仮定した総放射エネルギーであった。この場合、 E_{iso} は 10^{54} にまで及ぶものもあり、典型的な超新星爆発の電磁放射エネルギーの 1000 倍のに匹敵する。しかし、爆発が等方的に起きているとは限らない。

爆発の総エネルギーを通常の恒星の重力エネルギー程度に抑えるため、GRB の放射場は相対論的ジェットであると考えられている。GRB 残光の光度曲線は、一般に時間経過に伴い冪関数でゆるやかに減光していくが、あるところで減光が速くなり冪関数が折れ曲がる。これは、星周物質の中を膨張してきたバリオンのジェットの減速に伴うものと考えられる。すなわち、次第に放出物質と境界面に蓄積した物質によって減速するジェットからの放射は、次第にビーミングが弱まる。これに伴って、観測される衝撃波面の範囲は広がっていくため、ビーミングの効果は最初のうちは緩和される。しかし、波面の大きさは有限であり、どこかでビーミング効果が急激に減少するため、急激な減光が現れる。これが、減光の冪関数の折れ曲がりである。この冪の折れ曲がりの点をジェットブレイクと呼ぶ。ジェットの開き角は、ジェットブレイクから推定することができ、これを元に補正した GRB の総放射エネルギーを E_γ と表記する。これにより、GRB の総放射エネルギー E_γ は、 E_{iso} に比べオーダーは 2 ケタほど下がる。それぞれのジェットブレイクから推定したジェットの開き角を、ジェットのローレンツ因子の逆数に一致するものとみなして、ジェットの静止系に補正する。これらは、Amati 相関よりも分散が小さいタイトな相関となる [5]。この相関

は、Ghirlanda 相関と呼ばれ、Amati 相関と同様 GRB 研究において重要な関係である。図 1.10 に星周物質の密度が一定の場合と、距離の二乗に反比例する場合の Ghirlanda 相関を示す。

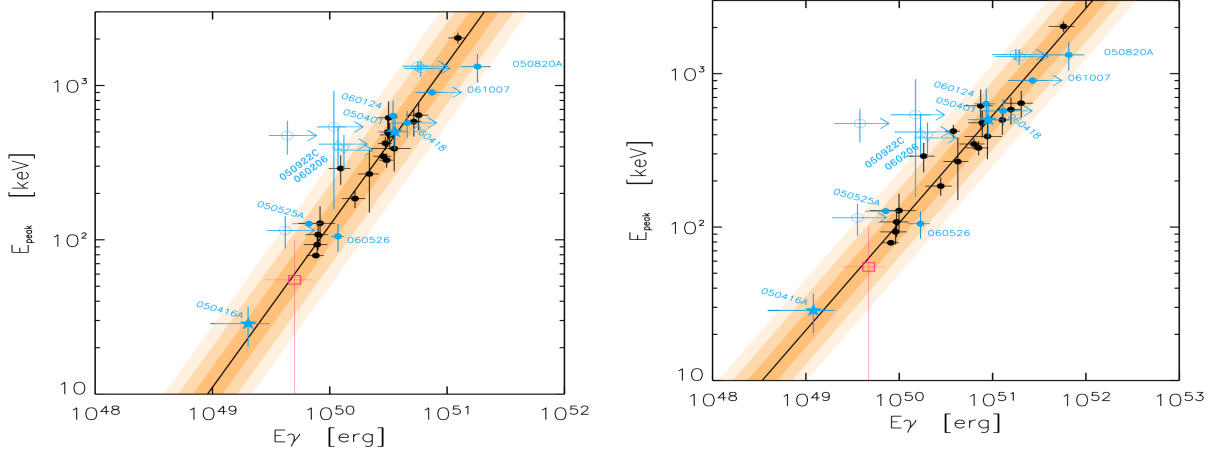


図 1.10: (左) 星周物質の密度が一定であると仮定した場合の Ghirlanda 相関。(右) 星周物質の密度が距離の二乗に反比例すると仮定した場合の Ghirlanda 相関。GRB 静止系でのスペクトルにおいて、ピークエネルギー $E_{p,i}$ と総放射エネルギー E_γ の間に相関あり、Amati 相関よりも分散は小さくタイトな相関となる。[5]

1.3.4 残光放射の特性

親星から相対論的速度で放出された物質は、膨張を続けやがて星周物質に衝突する。この相対論的ジェットが星周物質中を走り減速させられるときに、外部衝撃が形成される。

残光の放射機構としては、シンクロトロン放射が有力である。衝撃波前後の流体の保存則を考えると、衝撃波が通過した星間物質の個数密度と内部エネルギー密度は、

$$n_2 = (4\gamma + 3)n \simeq 4\gamma n, \quad e_2 = (\gamma - 1)n_2 m_p c^2 \simeq 4\gamma^2 n m_p c^2$$

に増加する。これらは衝撃波面における静止系での量である。解放された内部エネルギー e_2 は、ある割合で電子の運動エネルギーと磁場のエネルギーに渡される。その割合をそれぞれ、 ε_e と ε_B と表す。加速された電子が $N(\gamma_e)d\gamma_e \propto \gamma_e^{-p}d\gamma_e$, ($\gamma_e > \gamma_m$) という個数分布であり、電子の質量を m_e とすると、電子数とエネルギーの関係はそれぞれ、

$$\int_{\gamma_e} N(\gamma_e)d\gamma_e = n_2 \quad (1.12)$$

$$m_e c^2 \int_{\gamma_e} N(\gamma_e)\gamma_e d\gamma_e = \varepsilon_e e_2 \quad (1.13)$$

となる。これより、典型的な電子のローレンツ因子は以下ようになる。

$$\gamma_m = \varepsilon_e \frac{p-2}{p-2} \frac{m_p}{m_e} \gamma \quad (1.14)$$

ここで、 $p > 2$ と仮定している。また磁場は、 $B^2/2\mu_0 = \varepsilon_B e_2$ より

$$B = (8\mu_0 \varepsilon_B n m_p)^{1/2} \gamma c \quad (1.15)$$

となる。相対論的速度を持った電子が磁場中を動くので、放射機構はシンクロトロン放射となる。電子の放射パワーと放射光子の典型的な振動数は $\gamma_e \gg 1$ とすると、

$$P(\gamma_e) = \frac{3}{4} c \sigma_T \frac{B^2}{2\mu_0} \gamma_e^2 \gamma^2, \quad \nu(\gamma_e) = \gamma \gamma_e^2 \frac{q_e B}{2\pi m_e} \quad (1.16)$$

ここで、上記は γ^2 と γ をかけて我々が観測して得られる量になっている。スペクトル $P_\nu (\sim P/\nu)$ は、 $\nu < \nu(\gamma_e)$ で $P_\nu \propto \nu^{1/3}$ 、 $\nu > \nu(\gamma_e)$ で急激に落ちる形をしている。その最大値は $P_{\nu, \max} \sim P(\gamma_e)/\nu(\gamma_e)$ 程度となる。個々の電子の寄与を足し合わせると、予想される残光のフラックスは、

$$F_\nu = \begin{cases} (\nu/\nu_m)^{1/3} F_{\nu, \max} & (\nu < \nu_m \equiv \nu(\gamma_e)) \\ (\nu/\nu_m)^{-(p-1)/2} F_{\nu, \max} & (\nu_m < \nu) \end{cases} \quad (1.17)$$

となる。

程周波数側 $\nu < \nu_m$ のスペクトルは一個の電子の場合と同じく $\propto \nu^{1/3}$ だが、 $\nu > \nu_m$ では電子が冪的な分布 $N(\gamma_e) \propto \gamma_e^{-p}$ をしているために $\propto \nu^{-(p-1)/2}$ になる。掃き集めた電子の総数は $N_e \equiv 4\pi R^3 n/3$ なので、GRB までの距離を D とすると、 $F_{\nu, \max} \sim N_e P_{\nu, \max}/4\pi D^2$ である。

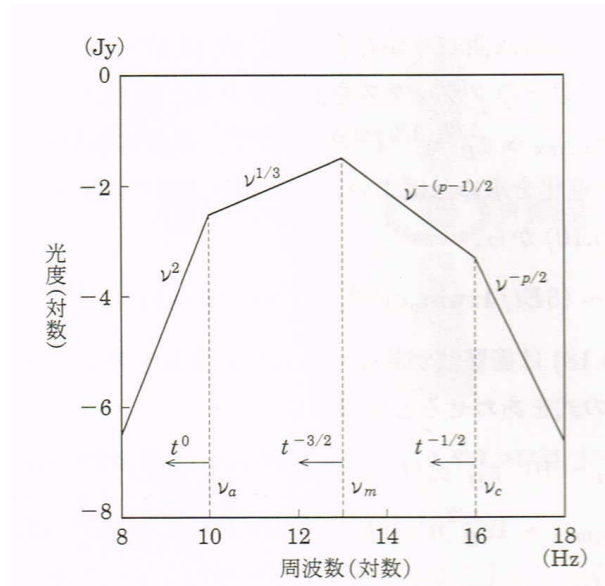


図 1.11: ガンマ線バーストの残光の理論的なスペクトル。 ν_m は典型的な振動数、 ν_c は冷却振動数、 ν_a はシンクロトロン自己吸収振動数である。星間物質の密度が一樣ならば、それぞれの振動数は $\nu_m \propto t^{-3/2}$ 、 $\nu_c \propto t^0$ 、 $\nu_a \propto t^{-1/2}$ に従い時間進化する。さらに、密度が半径の二乗に反比例するならば、これに加えてスペクトルは下方にも時間進化する。

残光の理論的なスペクトルには、高周波数側では電子の冷却、低周波数側ではシンクロトロン自己吸収によるものを加えて3つの折れ曲がりが存在する。 ν_m と $F_{\nu, \max}$ がわかれば残光のフラックスを計算できる。 $\nu_m \propto \varepsilon_B^{1/2} \varepsilon_e^2 n^{1/2} \gamma^4$ 、 $F_{\nu, \max} \propto \varepsilon_B^{1/2} n^{3/2} \gamma^2 R^3$ なので、衝撃波の半径 R とローレンツ因子 γ の時間変化を評価すればよいことになる。

ここで、式 (1.5) において外部衝撃波モデルを考えてみる。光速に近い放出物質に対して、ほとんど動いていない星周物質に衝突する場合を考えるので、 $\gamma_s = 1$ 、 $\gamma_r \gg 1$ とする。式 (1.3) より、

$\gamma_m \sim \gamma_r/2$ となるには、 $m_s \sim m_r/\gamma$ 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必要な星周物質の質量は、放出物質 m_r の $1/\gamma_r$ 程度あれば十分である。このことから、運動エネルギーの解放され始める半径 R を見積もることができる。半径 R 内の星周物質の質量は、

$$m_s \sim \frac{4\pi R^3 n m_p}{3} \quad (1.18)$$

$$(1.19)$$

と書ける。また、全エネルギーは、

$$E = \gamma_r m_r c^2 \sim \gamma_r^2 m_s c^2 \sim \frac{4\pi R^3 n m_p c^2 \gamma_r^2}{3} \quad (1.20)$$

より、外部衝撃波から放射が起こり始める半径は、

$$R \sim 10^{15} \left(\frac{E}{10^{46} \text{J}} \right)^{1/3} \left(\frac{n}{10^{-6} \text{m}^{-3}} \right)^{-1/3} \left(\frac{\gamma_r}{100} \right)^{-2/3} [\text{m}] \quad (1.21)$$

となる。

系の大きさと観測時間の関係が $t \sim R/c\gamma^2$ となることを用いて、

$$R \sim (3Et/4\pi n m_p c)^{1/4}, \quad \gamma \sim (3E/4\pi n m_p c^5 t^3)^{1/8} \quad (1.22)$$

と求まる。これは、衝撃波が膨張するにつれ質量が増えて減速することを表す。最終的に、

$$\nu_m \sim 10^{15} \varepsilon_B^{1/2} \varepsilon_e^2 (E/10^{46} \text{J})^{1/2} (t/1 \text{day})^{-3/2} [\text{Hz}], \quad (1.23)$$

$$F_{\nu, \max} \sim 1 \varepsilon_B^{1/2} n^{1/2} (E/10^{46} \text{J}) (D/10^{26} \text{m})^{-2} [\text{Jy}] \quad (1.24)$$

が得られる。 $F_\nu(\nu > \nu_m) \propto T^{-\alpha} \nu^\beta$ とおくと、 $p \sim 2.3$ なら $\alpha = 3\beta/2 \sim -1$ となるので、観測とよく合っている。また、これまで数密度 n が一定の場合で考えてきたが、 $n \propto r^{-2}$ を仮定すると、式 (1.22) より $n \propto t^{-1}$ となり衝撃波面における密度は時間とともに減少することがわかる。したがって、式 (1.24) より $F_{\nu, \max}$ が時間に伴って減少するため、図 1.11 のスペクトルは斜め下の方へ移動していくことになる。

ただし、上記の議論は放射場を球対象と仮定した場合の話である。先に述べた通り、光度曲線にジェットブレイクが見られることから、衝撃波はジェット状であると考えられている。 $T \sim (\theta/0.1)^{8/3} [\text{day}]$ あたりで、 $F_\nu(\nu > \nu_m) \propto t^{-1}$ から、 $F_\nu(\nu > \nu_m) \propto t^{-p} \sim t^{-2.3}$ で折れ曲がり急激に暗くなる。衝撃波が減速するピーミング角 γ^{-1} がジェットの開き角 θ より大きくなった時に、ジェットの膨張則が変化し外側の暗い部分まで見えるようになるためである。ジェット状であれば、球状放射との場合より $\sim \theta^{-2} \sim 0.01$ 倍ほど小さく、約 10^{51} erg 程度となる。

1.4 ガンマ線バーストのサブミリ/ミリ波残光観測の重要性と本研究の目的

明るいガンマ線、X 線、可視光、およびセンチメートル波の GRB 残光の観測は、GRB が宇宙論的遠方における大質量星の爆発で発生することを示す (e.g.; Stanek et al. 2003) など、GRB

の物理に対する理解を深めてきた。さらに、宇宙再電離時代の GRB ($z \sim 8$; Tanvir et al. 2009) も発見され、質量推定がメジャートピックである第一世代星と GRB 親星の関連も示唆された。しかし、可視光帯での逆行衝撃波成分の消失、残光の放射機構、親星の質量推定のような未解決問題も依然として存在する。特にサブミリ/ミリ波による観測は、上記の未解決問題に取り組む上で重要な手段の一つである。

Sub-Millimeter Array (SMA) が素早いフォローアップ観測を行い、GRB 逆行衝撃波成分の観測に成功したことで、X 線および可視光残光の時間進化がシンクロトロン自己逆コンプトン散乱による放射で説明できることが示された (Urata et al. 2014)。上記の実際の観測に加えて、Toma et al. (2008) では、サブミリ/ミリ波偏光観測は低温の熱的電子を考慮した GRB 総放出エネルギー推定の鍵となるとの予想もなされている。一般に可視光残光ではファラデー効果が弱く、隠れた電子成分の調査に用いるのは難しい。また、VLA のセンチメートル波帯域はシンクロトロン自己吸収を受けるためにファラデー効果の観測は難しく、吸収の影響が弱いサブミリ/ミリ波での観測が重要となる。

サブミリ/ミリ波帯においてさらなる詳細なフォローアップ観測を行うためには、現在の望遠鏡においてサブミリ/ミリ波残光が検出可能な条件を特定し、観測指針を定める必要がある。たとえば、Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA) では数 mJy 以上の明るいイベントであれば、1-2% の偏光を捉えることが可能であり、ALMA はすでに偏光観測モードで運用できる状態にある。したがって、サブミリ/ミリ波残光を伴う GRB の特徴を分析することは GRB の物理を解明だけでなく、観測例を効率的に増やすためにも重要である。そこで本研究では、サブミリ/ミリ波残光が付随する GRB の放射特性の系統的な調査を行った。

サブミリ/ミリ波残光の強度と相關する GRB の性質を調べるために、(1) 初期放射の性質を明らかにする研究と、(2) 残光の性質を明らかにする研究を行った。サブミリ/ミリ波でのフォローアップ観測がなされている GRB のなかからサンプルを抽出し、スペクトル解析の結果から、(1) 初期放射における各パラメータや、初期放射の特性として知られている Amati 相関、Ghirlanda 相関について、サブミリ/ミリ波残光をとまなう GRB とそうでないものを比較した。この際、Suzaku/WAM と Swift/BAT の観測データを実際にスペクトル解析し、求めたパラメータを使用してサブミリ/ミリ波残光 GRB との関連性を調査した。次に、(2) 可視残光と X 線残光において、サブミリ/ミリ波残光の強度との関連がないかを調査した。ただし、この際に用いた残光データは、観測データから実際に解析して求めたパラメータを使用したのではない。その値は、論文や GCN から探してきたものを使用した。

第2章 Observation and Instruments

2.1 すざく衛星

「すざく」(ASTRO-E2)は「はくちょう」「てんま」「ぎんが」「あすか」につづく、日本の5番目のX線天文衛星である。2005年7月10日に、日本の内之浦宇宙センターからM-V-6号ロケットによって打ち上げられた[10]。2014年8月頃からは、バッテリー劣化による電力不足のために観測不能な状況にたびたび陥り、2015年8月に約10年間の運用を終了した。「すざく」の外観とその構造を図2.1に示す。

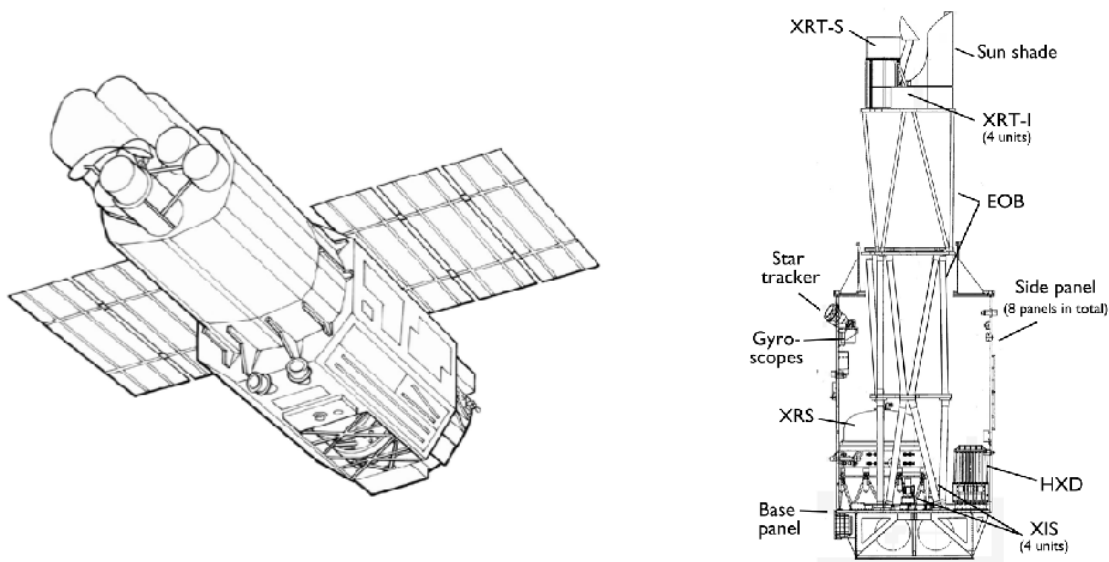


図 2.1: (左) すざく衛星の外観、(右) すざく衛星の構造 [10]

「すざく」に搭載された検出器は、X線マイクロカロリメーター (X-Ray Spectrometer; XRS [8])、X線撮像検出器 (X-Ray Imaging Spectrometer; XIS [9])、硬X線検出器 (Hard X-ray Detector; HXD [12]) の3つである。打ち上げ直後、XRSは冷却用の液体ヘリウム消失するトラブルにより観測不可能となってしまったものの、残る2つの検出器によって0.2-600 keVという広いエネルギー帯域を高感度でカバーしている。「すざく」は、この高感度、広帯域同時観測という利点を生かし、宇宙最大規模の構造である銀河団の合体やその形成進化、活動銀河核の中心でガスに埋もれたブラックホールを発見するなどの成果をあげた。上記の検出器に加え、HXDのアクティブシールドは広い視野を広帯域で監視できることから、第4の検出器、広帯域全天モニター (Wide-band All-sky Monitor : WAM) として利用される。この節では、HXDとWAMの詳細について述べる。

2.2 硬 X 線検出器 (Hard X-ray Detector; HXD)

HXD は、高バックグラウンド除去能力を有する非撮像型の高感度硬 X 線検出器で、その大きさは、 $340\text{mm} \times 340\text{mm} \times 380\text{mm}$ 、総重量は約 200 kg である。 4×4 の複眼構造からなる井戸型フォスウィッチカウンタ (Well Unit) と、その外周を囲む 20 本のアクティブシールド部 (Anti Unit) で構成されている。図 2.2 に HXD の構造、表 2.1 に HXD の基本性能を示す。

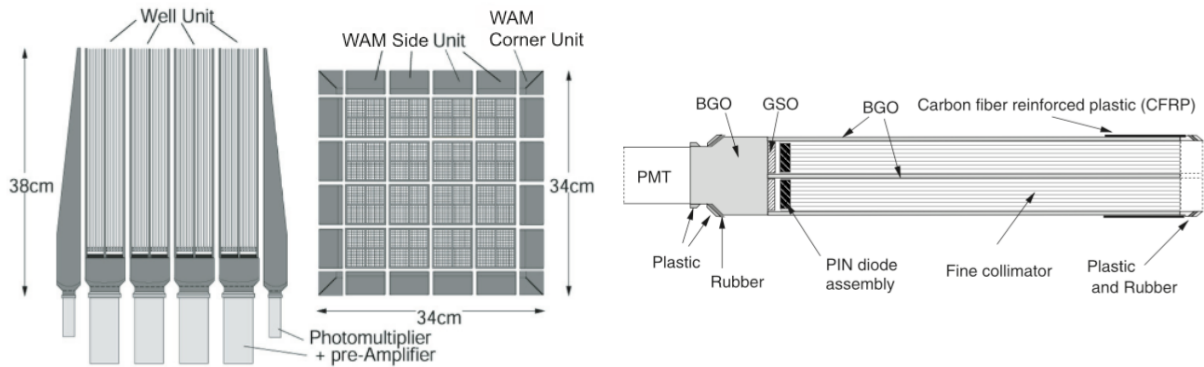


図 2.2: (左)HXD の構造 [14]。(右)Well Unit の構造 [12]。

図 2.2 の右図は、Well Unit の構造を示している。Well Unit の井戸底部にある主検出器は、PIN 型シリコン半導体検出器 (PIN 検出器) と、ケイ酸ガドリニウム ($\text{Ge}_2\text{SiO}_5(\text{Ce})$: GSO) 結晶を無機シンチレーターからなる。この検出器部は、 4π 方向をゲルマン酸ビスマス ($\text{Bi}_4\text{Ge}_3\text{O}_{12}$: BGO) の無機シンチレーターに囲まれており、BGO 底部に光電子増倍管 (PMT) を接続することで、GSO とのフォスウィッチカウンタとして機能する。

検出器の周りを覆う BGO 検出器は、2 つの役割を担っている。ひとつは、観測している天体からの X 線光子の入射方向を $4^\circ \times 4^\circ$ にコリメイトすることである。もうひとつは、BGO の阻止能力を活かし、視野外から来る X 線光子や宇宙線などのバックグラウンドを除くことである。しかしながら、一般に軟 X 線になるほど光源となる天体は増え、宇宙 X 線背景放射も強くなるため、これらの混入を防ぐには $4^\circ \times 4^\circ$ のコリメイトでは不十分である。とくに、100 keV 以下において、HXD の非常に高い荷電粒子バックグラウンド除去能力に見合うほどの低光度天体の混入を制限するためには、さらに視野を絞る必要がある。そこで、ファインコリメータと呼ばれるリン青銅製の薄い板で井戸内を仕切ることで $0.5^\circ \times 0.5^\circ$ にまで視野を制限している。

Anit Unit によるシールドは、視野外から降り注ぐ宇宙線由来のバックグラウンド除去の役割を負っている。シールドをアクティブにすることで、防ぎきれなかったイベントに対しても反同時計数を行い、バックグラウンドを除去することができる。

表 2.1: HXD 基本性能 [12]

項目	値など
エネルギー帯域	10 – 600 keV
エネルギー分解能	~ 9%(FWHM) @ 662 keV ~ 3.0 keV(FWHM) @ 10 – 40keV
有効面積	160 cm ² @ 20 keV 260 cm ² @ 100 keV
視野	0°.56 × 0°.56 (≲ 100 keV) 4°.6 × 4°.6 (≳ 100 keV)
時間分解能	61μsec または 31μsec

2.3 広帯域全天モニタ (Wide-band All-sky Monitor; WAM)

前節で述べた通り、Anti Unit は、HXD の側面を覆う BGO 反同時計数検出器である。また同時に、HXD の劣化や他の観測機器等の放射化の影響、バックグラウンドの原因となる宇宙線から検出器を守るアクティブシールドである。その一方で、そのガンマ線阻止能力の高さや、広い視野を生かして積極的に一つの検出器として利用されているため、広帯域全天モニター (Wide-band All-sky Monitor; WAM) と呼ばれている。

WAM は HXD の外周に並べられた Anti Unit のうち、4 隅を除く 16 本の BGO 結晶によって構成され、WAM の 4 つの面は、それぞれ WAM0、WAM1、WAM2、WAM3 と呼ばれる。各面 4 つの Unit の信号はひとつのアナログデジタル変換回路 (Transient data Processing Unit; TPU) によってたし合わされ、1 つの検出器のように振る舞う。図 2.8 に WAM の構造と衛星内におけるその配置を示す。WAM0 は、太陽光パネルに隣接しており、しばしば太陽フレアの影響を受ける。また、WAM2 は、その正面にある XRS デュワーによるガンマ線の吸収の影響を受ける。

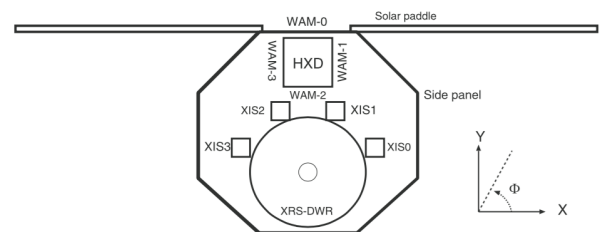
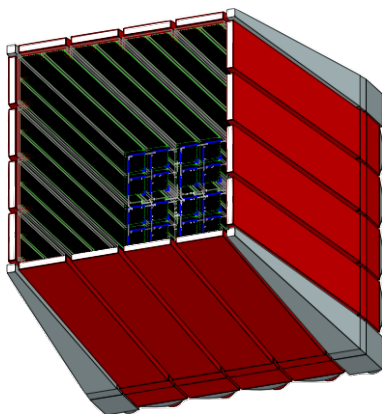


図 2.3: (左)HXD-WAM の構造。(右)「すざく」内における配置 [14]。

WAM は 1 面で、800 cm² という大きな幾何学的面積を持ち、原子番号の大きい物質を使用しているため、特に ~ MeV 帯域において広い有効面積を持つ。図 2.4 に WAM と他の検出器の有効面積を示す。また、HXD を囲むように配置された WAM は、全天のほぼ半分という広い視野とカ

バーし、同時に 50-5000 keV という広いエネルギー帯域に感度を持っている。そのため、GRB などの突発天体に対して強力な検出器として利用され、GRB、太陽フレア、軟ガンマ線リピーター等を年間 300 イベントあまり検出してきた。表 2.5 に WAM の基本性能を示す。

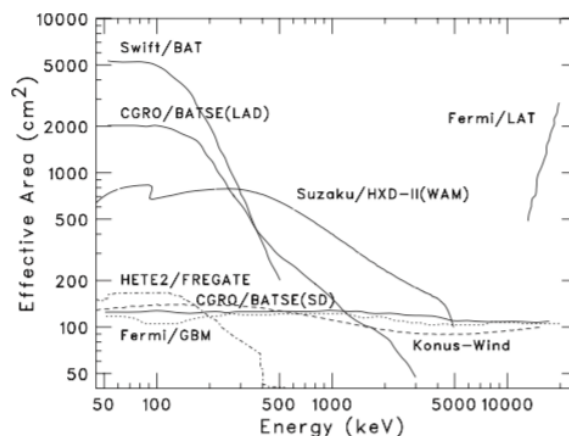


図 2.4: WAM とその他の GRB 検出器の有効面積 [14]

図 2.5: WAM 基本性能 [14]

項目	値など
センサー物質	$\text{Bi}_4\text{Ge}_3\text{O}_{12}(\text{BGO})$
エネルギー帯域	50 – 5000 keV *
視野	$\sim 2\pi$ str
幾何学面積	800 cm ²
有効面積	400 cm ² @ 1 MeV
エネルギー分解能	$\sim 30\%$ @ 662keV
時間分解能	1/64 s (バースト前後 64 秒間) 1 s (常時)

* ゲイン変動あり

WAM の BGO 結晶は、高さ 38 cm、幅 5.7 cm、厚さが平均 2.6 cm となっており先端の方が薄くなるくさび形をしている。これは、Well Unit の主検出部から見た際に、経路長がほぼ同等の長さになるように設計されたためである。結晶表面には、シンチレーション光を PMT まで運ぶための反射材として、 BaSO_4 が塗布されている。また、打ち上げ時の振動からセンサーを守るために、各結晶が筐体との接する部分に Reny 1022 ブロックとカーボンファイバー強化プラスチックプレートが取り付けられている図 2.6。

検出器である PMT は各ユニットに対し光学的に連結されている。また BGO シンチレータ光のピーク波長 ($\sim 480\text{nm}$) には特に強い感度を示し、量子効率 $\sim 25\%$ という優れた特性を持っている。さらに BGO と PMT は透明なシリコンゴムで連結されている。PMT に印可される高電圧は、一つの WAM 面、すなわち 5 Well ユニット一斉に供給されるように設計されている。プリアンプで増幅され出力される信号は、後段のアナログエレクトロニクス基板によって波形サンプ

リングされ読み出される。

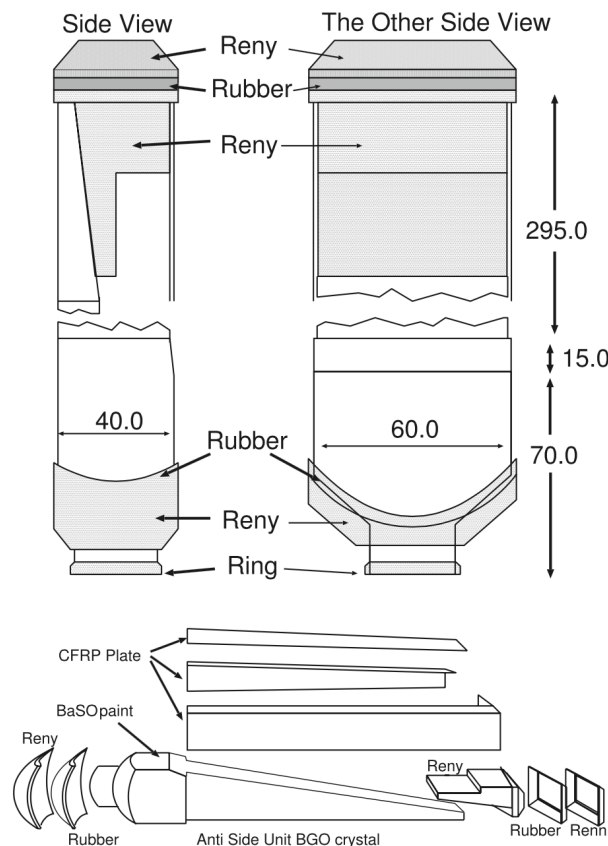


図 2.6: WAM センサーのアセンブリ [14]

2.3.1 WAM のデータ処理システム

WAM センサーに硬 X 線が入射すると、シンチレータ内で内部光電効果を起こし、その後脱励起する。その際に 480 nm の紫外領域にピークをもつ青緑色の光を放出し、それを PMT で捉え電子増幅しプリアンプにより電気信号へと変換することで読み出している。

PMT からの出力波形は、後段のアナログエレクトロニクス (AE - TPU) 部にあるアンプでその波高値が足し合わされる。足し合わされた波高値は 1 ビットのオーバーフローをもつ 6-bit Flash ADC を通すことで 55 ch のデジタル信号へ変換される (表 2.2)。このデジタル変換されたスペクトルデータは TRN データと呼ばれ、1 秒毎に後段のデジタルエレクトロニクス (DE) 部へと転送される。また AE-TPU では PMT からの出力波形が GRB イベントであるかどうかのバースト判定も行われる。これはあるアルゴリズムに従って、検出器のカウントレートがバックグラウンド閾値を超えた際に、トリガー信号が生成されデータ取得される。トリガー前後はライトカーブを細かい時間幅でサンプリングするため、より詳細な GRB データが得られる。また得られた GRB データは DE コマンドにより転送され、記録される。これは BST データと呼ばれ、その時間分解能は 2006 年 3 月 20 日を境に変更された。2006 年 3 月 20 日以前は BST データの時間分解能はライトカーブ、pulse height データそれぞれに対し 1/32 秒、1 秒であった。しかしその

後 2 秒以下の Short GRB をより精度良く観測するために、時間分解能は 1/62 秒, 0.5 秒に変更された。その結果、単純にサンプリングスピードが 2 倍になったので、得られる BST データの時間幅も 1/2 となった。南大西洋異常帯 (SAA) は放射線量が異常に多く、PMT に高電圧を印可したままだと劣化もしくは故障の恐れがあるため、通過時には高電圧はオフにされる。そのためこの間は観測が行えないため、そのタイミングで BST データは地上のオペレーターからのコマンドにより読み出される。BST, TRN のデータ特性を図 2.4 に示す。

表 2.2: 6 bit Flash ACD チャンネルの bit 圧縮 [14]

圧縮されるチャンネル	元のチャンネル	binning
0-47	0-47	1
48-51	48-55	2
52-53	56-63	4
54	Overflow bit	1

表 2.3 にデータのバンドとエネルギーの対応を示す。

表 2.3: WAM のエネルギーとバンドの対応 [14]

バンド		エネルギー範囲 *
TH0	PH 2-3	50 - 110 keV
TH1	PH 4-7	110 - 240 keV
TH2	PH 8-16	240 - 520 keV
TH3	PH 17-54	520 - 5000 keV

* 対応するエネルギー範囲は観測時期によって変動する。

TPU では TRN データの他に、より時間分解能が良い BST データを出力することができる。これはバックグラウンドの揺らぎより充分統計的優位で急激なカウントレートの上昇が見られた時にトリガーがかかる。そのトリガーがかかる条件は以下の式で表される。

$$S\Delta t - Bg\Delta t > \sigma\sqrt{Bg\Delta t}$$

ここで、 S はある時刻における全カウントレート、その時刻より前の 8 秒間積分したカウントレートを Bg 、 Δt はサンプリングする時間間隔、 σ が優位度である。4 つの面のうち一つでも、設定された優位度以上の上昇があった場合に BST データを生成する。BST モードでは TRN データは 1/64 秒、PH データは 0.5 秒の時間分解能を持つ。TRN データと BST データの持つ値を表 2.4 に示す。

表 2.4: TRN データと BST データ [14]

データ		チャンネル数	時間分解能	時間範囲
BST	TH	4	1/64 秒	64 秒 (トリガー前 8 秒, 後 56 秒)
	PH	55	0.5 秒	
TRN	TH	4	1 秒	常時
	PH	55	1 秒	

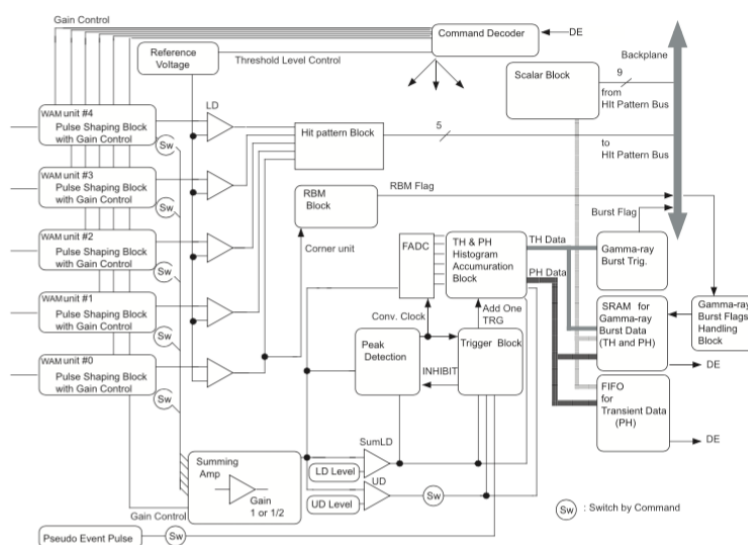


図 2.7: TPU での処理ながれ [14]

2.3.2 バックグラウンドとレスポンス

すざく衛星は低い地球軌道を周回しているため、検出器のバックグラウンドには、主に地磁気の cut-off rigidity と南大西洋異常帯 (South Atlantic Anomaly:SAA) を起因とした顕著な時間変動がみられる。cut-off rigidity とは、地磁気による宇宙線粒子をシールドする能力を表した指標のことである。また、SAA は地球磁場が弱くなっている領域で、西経 0 から 60 度、南緯 20 から 50 度の高度 160 から 320km 程度まで 30MeV 以上の陽子の層が存在し、検出器の放射化の原因となる。WAM 検出器 1 つ毎の典型的なバックグラウンドレートは 4.8 kHz となっている。カウントレートは衛星が SAA 通過にともなって大幅に上昇する。図 2.7 の左図は SAA 通過付近で取得したバックグラウンドスペクトルを示す。周囲物質の放射化から陽電子生成された宇宙線の対消滅による 511 keV 線が上昇していることが分かる (図 2.7 右)。大気ガンマ線や、粒子で帯電した地磁気圏、太陽フレアのような天文現象、明るい硬 X 線源は 240 keV より下のエネルギー領域で優勢になる。そして ADC チャンネルの 15.5 は 511 keV 陽電子対消滅線に対応しており、検出器ごとのゲインの違いは TPU のゲイン調整アンプによって調節され揃えられている。この設定の結果、WAM のエネルギー領域はおおむね 50 - 5000 keV となっている。一般に検出器の出力波高は、入力 X 線エネルギーに対して必ずしも線形ではなく、また有効面積もエネ

ルギーごとに異なる。すなわち、出力データは検出器固有の変換を受けている。得られたデータから元の光子スペクトルに還元するためには、この変換を正確に知る必要がある。この変換を表す関数が応答関数（レスポンス関数）であり、その較正精度は観測結果の精度を決める重要な要素となる。WAM の応答関数は、衛星の周囲物質により入射方向に依存して影響を受けるため非常に複雑である。現在の入射関数としての WAM のエネルギーレスポンスは、マスモデルを用いてモンテカルロ法によって数値計算され、地上での実験データと軌道上を比較して較正されている。較正に用いる線源は地上では放射性同位体、軌道上では GRB やかに星雲、太陽フレアである。フラックス計測の正確さは入射方向によって異なるが、最大で約 30 % の誤差をもつことが知られている。

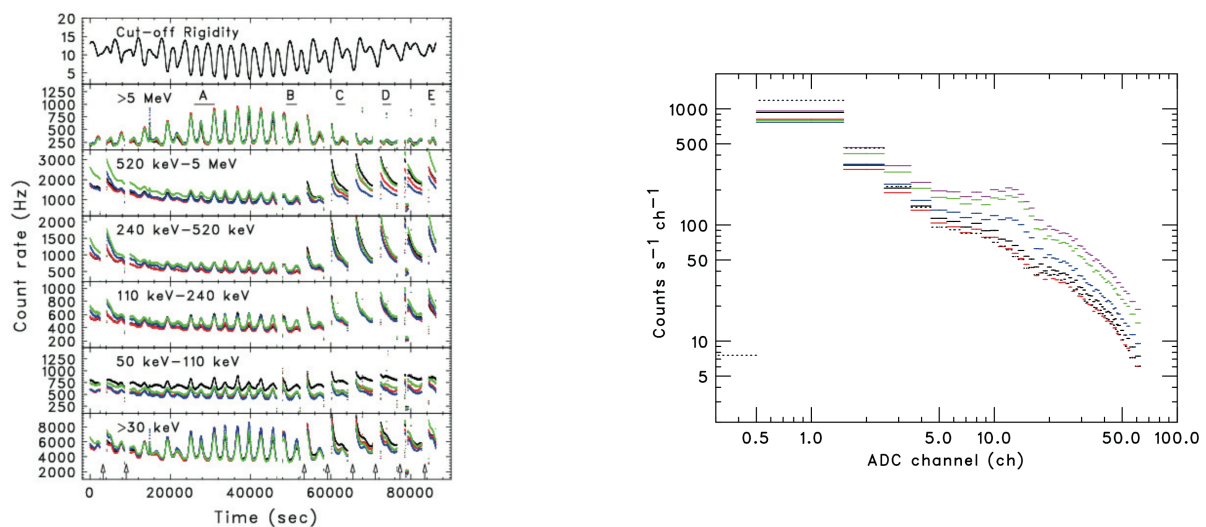


図 2.8: (左)5つのエネルギー帯域における1日の光度曲線の例。(右)WAMのバックグラウンドスペクトル。色は、左図のA,B,C,D,Eに対応している(上から、E, D, C, A, B)。[14]

2.4 Swift 衛星

Swift 衛星は、1999年にNASAの中規模エクスポローラーミッションとして採択され、2014年11月20日にケネディウチュ基地からデルタIIロケットにより打ち上げられたGRB観測衛星である。Swift衛星の概観を図2.9に示す。Swift衛星には、Burst Alert Telescope (BAT) とX線望遠鏡 (X-Ray Telescope:XRT)、そして紫外可視望遠鏡 (UltraViolet and Optical Telescope:UVOT) の三つの観測機器が搭載されている。BATがバーストをトリガーすると1-3分角の精度で位置を決定し、自動でXRTとUVOTをバーストの方向へ向けて追観測を行う。BATの位置情報と光度曲線はデータ中継衛星のシリーズであるTDRSを通じて、地上へそれぞれ～20秒と～130秒で送信され、GCN(The Gamma-ray Coordinates Network: GRB検出の速報)に公開される。衛星は0-50°を20-70秒でスリユー(回頭)することができ、XRTやUVOTでの追観測がすぐ行うことができる。また、スリユーマヌーバ(モーメントムホイールを用いて衛星の姿勢制御を行うこと)を実行するための完全自立姿勢制御システムが搭載されており、地上からの制御する必

要はない。

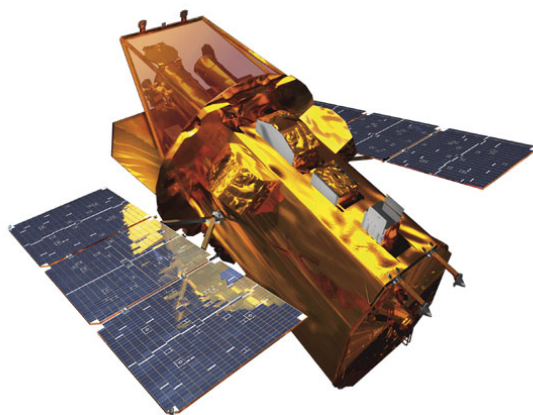


図 2.9: Swift 衛星 Credit: NASA E/PO, Sonoma State University [22]

2.4.1 Burst Alert Telescope (BAT)

Burst Alert Telescope(BAT) は高感度・広視野で、GRB の発生に対して空の広い変動をモニターするための、符号化開口望遠鏡である。BAT の機器を図 2.10 に示す。BAT は GRB の検出してバーストの位置を計算し、追観測にふさわしいかどうかを機上で判断して、姿勢制御システムへその位置を送信する。これら全てをバーストが起きてから 10 - 30 秒で行う。年数百個発生する多くのバーストで行うため、BAT は half-coded で 1.4 sr、partially-coded で 2.2 sr と、広い有効面積を有する。

BAT の仕様を表 2.5 に示す。BAT は検出素子である CdZnTe(CZT) の検出器面とフロントエレクトロニクス、検出器面から 1 m 上に位置する符号化開口マスク、機器由来のバックグラウンドと宇宙拡散バックグラウンドのイベントレートを除くための graded Z のフリンジシールド、検出器面を一定温度に保つための熱放射体と制御システムによって構成されている。BAT の機器 はイメージプロセッサを通して制御され、またバーストのトリガ検出や位置の計算、性能指数計算 といった機上イベントプロセッシングがされる。バーストを探している間、BAT はまたミッション期間に渡って全天の硬 X 線探査を積み重ねている。表 2.5 にあるエネルギー範囲 15 - 150keV はピーク値の 50 % 以上の有効面積を表す。帯域は閾値による下端と、マスクの鉛タイルの透明度 の上昇による上端によって決まる。

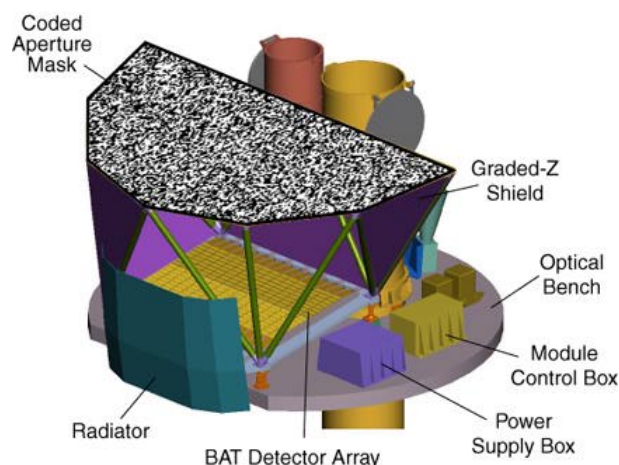


図 2.10: Swift/BAT 検出器 [3]

表 2.5: BAT の性能 [3]

項目	値など
エネルギー領域	15 - 150 keV
エネルギー分解能	~ 5 keV@ 60 keV
検出面積	5240 cm ²
有効面積	~ 1400 cm ²
視野	1.4 sr (> 50 % coded) 1.2 sr (> 10 % coded)
検出器素子	256 Modules of 128 elements/Module
検出器素子のサイズ	4.00 × 4.00 × 2.00 mm ³
符号化マスクのセルサイズ	5.00 × 5.00 × 1.00 mm ³ (Pb Tiles)
寸法	2.4 m × 1.2 m × 1.2m
望遠鏡 PSF	22 arcmin (FWHM)
位置決定精度	1 - 3 arcmin
感度 (露光時間 T)	~ 2 × 10 ⁻¹⁰ ergs - 1cm - 2(T/20ks) - 0.5(15 - 150keV; 5 σ)

2.4.2 符号化マスク

X線を透過しないような原子番号の大きい金属の板にランダムなパターンの入射口を開け、金属板と離れたところに平行な入射面の二次元位置検出器カウンターを置いたものを、符号化マスクという。1個の点光源からX線光子が並行入射してくるとすると、符号化マスクの影が距離Lだけ離れたところにある位置検出器上に落ち、検出された影パターンと、事前に分かっているマスクパターンの二次元相互相関をとることで、点源の位置が角度分解能 a/L から決めることができる(図2.11)。広がったX線源でも同じ原理で像を合成することができる。マスクの入射口の面積とX線を止めるマスクの面積の割合は普通50%である。パターンに必要な条件は、マスクパターンの自己相関は δ 関数とならなければならないことと、投影像の信号とバックグラウンドの

比は最適でなければならないことである。

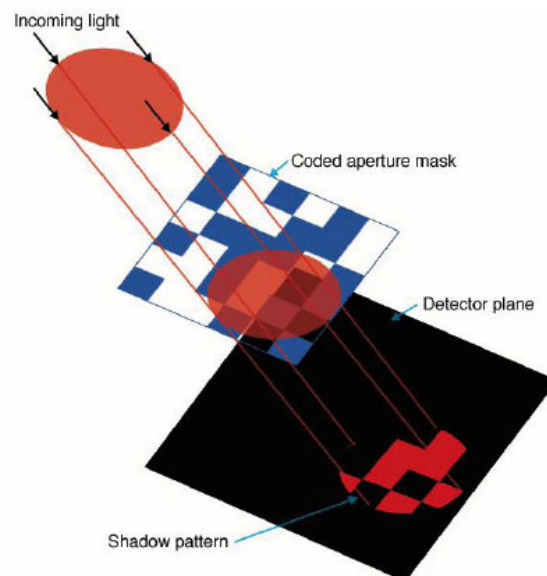


図 2.11: 符号化マスク [21]

符号化マスクを用いることで、位置決定ができるだけでなくスペクトルを求める際のバックグラウンド除去も効率的におこなうことができる。GRB でマスクが照らされると、開口部を通過した光子が直接検出器に当たった部分がフォアグラウンドとなる。一方、GRB ではない天体からの X 線や宇宙線、衛星の放射化からの X 線、また GRB 光子がコンプトン散乱したものが他のピクセルに入るため、これらがバックグラウンドとなる。このバックグラウンドはマスクのパターンによらず、また一様に当たるので、フォアグラウンドにあたるピクセルとのデータと差を取ることで、特定の GRB からくる X 線のみが取り出すことができ、スペクトルをつくることができる。つまり、照射ピクセルの合計スペクトルから、そのほかのピクセルの合計スペクトルを差し引くことで、バックグラウンドを引いた、天体からのスペクトルを得ることができる。

2.4.3 検出器

BAT の検出器面は $4.00 \times 4.00 \times 2.00$ mm 四方の CdZnTe (CZT) 32,768 個で構成されている。電子制御とデータ処理と製造上の理由のため、次に述べるような階層構造がとられている。”Sandwich ” とよばれる 8×16 個の CZT は、アナログ信号処理回路 ASIC へ取り付けられており、Sandwich 二つで検出器 Detector Module(DM) を形成し、8 つの DM が ”Block ” と呼ばれる機械的な構造に はめられる。16 つの Block は 2×8 の配置で Detector Array Plane(DAP) へ搭載される。このように 3 万を超えるピクセルを分割して、それぞれ回路と電源、制御、通信リンクを与えることで、並列処理と BAT 機器の故障に対する冗長性を得ることができる。

2.4.4 検出モジュールとブロック制御データ処理

検出器 (Detector Module: DM) は二つの Sandwich から構成され、各 CZT pixel には電極が取り付けられており、 -200 V のバイアス電圧がかけられている。DM はコマンドによって独立に制御できる。各 CZT のアノードは ASCI の入力へ AC 連結されており、ASIC は電荷感応前置増幅器、波形整形回路、弁別回路の 128 チャンネルをもつ。セルフトリガ機器であり、しきい値を超えるイベントがあると ASIC は 128 入力チャンネルの一つを認識して、残る 127 チャンネルを遮断して、デジタル化するために波高値を出力する。ADC ユニットはパルス波高値を 0.5 keV ごとにデジタル化する。波高値と検出器番号はブロック制御データ処理部に送られる。この過程にかかる時間は $100\text{ }\mu\text{ s}$ である。また、各 DM には較正のためのパルサー回路があり、コマンドがきたとき指定されたレベルの電荷パルス数を 128 チャンネルに連続的に入力する。これらの較正イベントは Image Processor に処理ルーチンするイベントを認識できるようにフラグを立てられる。次の階層がブロック制御データ処理 (Block Controller and Data Handler; BCDH) である。検出器アレイ板の上に 8 つの DM を搭載している (図 2.11)。BCDH は各 DM の光子とキャリブレーションデータを受け取って多重化し、Image Processor(IP) 部にシリアルデータとして送信する。IP はこれらのデータからイベントの到来方向を決定する。

2.4.5 バーストリガから位置決定まで

バーストリガアルゴリズムは常に動いていて、バースト前 (典型的には $0 - 100\text{ s}$) のバックグラウンドレートと比較して、バーストによる有意なイベントレートの上昇を検知する。そして、バーストを検出すると、64 秒ごとの検出器のカウントレートマップは FFT-イメージングアルゴリズムで処理し、点源をサーチする。これをイメージトリガという。全てのソースは機上にあるカタログと比較されて、新しいソースだとバーストと判定する。さらに、データが GRB であるかどうかを判定するために評価がおこなわれる。すなわち、IP はフラグを立てられた時間をもとに、ソースとバックグラウンドデータをつくり、FFT-based クロスコリレーションアルゴリズムを使って、天球上の画像を合成する。DSP が $1024 \times 512\text{ pixels}$ のソースを示す画像を作るのに 7 秒かかり、超過が見られると 17 分角で位置決定がなされる。近似的に位置が決まると、DSP は任意の小さいピクセルサイズで領域の画像を生成する back-projection アルゴリズムを実行し、機器固有の 22 分角の FWHM PSF のピークを与える。このピークの中心が、機器の精度の統計的また系統的制限 ($1 - 3\text{ 分角}$) でのソースの位置である。

第3章 Analysis

3.1 サブミリ/ミリ波残光検出・未検出 GRB サンプル

今回の系統解析に使用した GRB は、全部で 21 サンプルである。出版された論文および GCN を基に、サブミリ/ミリ波帯でのフォローアップ観測がなされている GRB からサンプルを抽出した。サブミリ/ミリ波において観測されたソースの 3σ エラーを考慮した場合に、バックグラウンドレベルに埋もれなかったとき、有意にフラックスの値を得られたとし「検出」とした。また、10 日以内の早いフォローアップ観測において、 7mJy 以下の上限値であった場合を「未検出」とした。

その結果、抽出した全 21 サンプルのうち、サブミリ/ミリ波残光を検出した GRB は 7 個、未検出のものは 14 個となった。またこの際、 νF_ν スペクトルのピーク E_{peak} と等方放射を仮定した総放射エネルギー E_{iso} に関してより正確な制限を付けるために、Swift/BAT と Suzaku/WAM の同時観測イベントを選んだ。これは、これらのパラメータから GRB プロンプト放射の放射特性として有名な相関である Amati 相関および Ghirlanda 相関上での振る舞いを調べることができるためである。

表 3.1: GRB サンプル

GRB	Coordinates	R.A. Decl.	T90 ^a	T90 ^b	X ^c	O ^d	S/M ^e	R ^f	Redshift	$F_X^{\text{llh}g}$	$F_{opt}^{\text{llh}h}$	t_j^i	θ_j^j	$\alpha_o - \alpha_X$
050904	00 ^h 54 ^m 50 ^s .8 + 14°05'10".0	(1)	174.2		Y	Y	Y	Y	6.29	0.25	...	~3	~2	...
060801	14 ^h 12 ^m 01 ^s .21 + 16°58'55".7	(2)	0.490		Y	Y	N	N	1.131	1.9×10^{-14}	...	...	...	...
060904B	03 ^h 52 ^m 50 ^s .52 - 00°43'30".85	(3)	171.5		Y	Y	Y	...	0.703	0.45	21.14	>~1	>~5	-0.34 ± 0.04
060908	02 ^h 07 ^m 18 ^s .36 + 00°20'31".2	(4)	19.3		Y	Y	N	N	2.43	0.20	21.77	>~10	>~6	-0.430 ± 0.066
070125	07 ^h 51 ^m 17 ^s .767 + 31°09'04".11	(5)	...		Y	Y	Y	Y	1.547	...	17.64	>~10	>~5	-0.087 ± 0.158
070531	00 ^h 26 ^m 53 ^s .3 + 74°18'58".	(6)	44.5		Y	N	N	...	...	0.01	...	...	...	...
071003	20 ^h 07 ^m 24 ^s .12 + 10°56'51".8	(7)	150		Y	Y	N	Y	1.60435	3.09	18.22	>7	>6	0.09 ± 0.16
071010B	10 ^h 02 ^m 09 ^s .24 + 45°43'49".7	(8)	36		Y	Y	N	Y	0.947	3.13	19.47	>9.8	>9.2	...
090709A	19 ^h 19 ^m 42 ^s .64 + 60°43'39".3	(9)	89		Y	Y	N	N	...	5.69	24.27	...	...	...
091102	04 ^h 50 ^m 27 ^s .87 - 72°31'10".9	(10)	6.6		Y	N	N	...	...	0.02	...	...	...	...
091127	02 ^h 26 ^m 19 ^s .89 - 18°57'08".5	(11)	7.1		Y	Y	N	N	0.49	20.47	18.64	~0.35?	...	-0.45 ± 0.11
100316A	16 ^h 47 ^m 55 ^s .56 + 71°49'40".0	(12)	7.0		Y	Y	N	...	...	0.17	22.26	...	...	...
100814A	01 ^h 29 ^m 53 ^s .98 - 17°59'35".5	(13)	174.5		Y	Y	N	Y	1.44	10.26	19.11	2.9	4.6	...
110205A	10 ^h 58 ^m 31 ^s .1 + 67°31'30".9	(14)	257		Y	Y	N	Y	2.22	0.54	19.95	1.16 ± 0.23	2.36	0.444 ± 0.057
110422A	07 ^h 28 ^m 11 ^s .06 + 75°06'25".00	(15)	25.9		Y	Y	N	Y	1.770	3.07	20.12	...	...	-0.70 ± 0.04
110709B	10 ^h 58 ^m 37 ^s .38 - 23°27'21".21	(16)	55.6		Y	N	N	...	...	6.83	...	...	...	...
110715A	15 ^h 50 ^m 44 ^s .09 - 46°14'06".5	(17)	13.0		Y	Y	Y	...	0.82	3.55	18.27	...	...	...
120326A	18 ^h 15 ^m 37 ^s .13 + 69°15'35".36	(18)	69.6		Y	Y	Y	Y	1.798	4.48	18.55	3.0	6.7	-0.58 ± 0.14
130215A	02 ^h 54 ^m 00 ^s .70 + 13°23'43".4	(19)	65.7		...	Y	Y	...	0.597	...	19.54	~9	...	...
131229A	05 ^h 40 ^m 55 ^s .61 - 04°23'46".6	(21)	13.86		Y	N	N	...	...	1.39	...	...	...	...
140304A	02 ^h 02 ^m 34 ^s .173 + 33°28'26".01	(22)	15.6		Y	Y	N	Y	5.3	0.36	21.34	...	...	...

^a Swift/BAT (15-350 keV) における T90^b Suzau/WAM (50-5000 keV) における T90^c X 線残光^d 可視光残光^e サブミリ/ミリ波残光^f VLA での検出^g GRG 発生から 11 時間後の X 線 Flux (0.3 - 10 keV) [10^{-12} erg cm⁻² s⁻¹]^h GRB 発生から 11 時間後の可視光等級 (r' または Rc バンド) [mag]ⁱ 可視光残光におけるジェットブレイクまでの時間 [day]^j GRB のジェットの開き角 [deg]

Reference. - (1) D'Avanzo et al. (2005) (2) Butler et al. (2006) (3) Rykoff et al. (2006) (4) Morgan et al. (2006) (5) Cenko et al. (2007) (6) Sato et al. (2007) (7) Perley et al. (2008) (8) Kann et al. (2007) (9) Morgan et al. (2009) (10) Kennea et al. (2009) (11) Immeler & Troja et al. (2009) (12) Evans et al. (2010) (13) Beardmore et al. (2010) (14) Mundell et al. (2011) (15) Xu et al. (2011) (16) Berger et al. (2011) (17) Sornbas et al. (2011) (18) Kuin et al. (2012) (19) Knust et al. (2013) (20) Hagen et al. (2013) (21) Evans et al. (2013) (22) Laskar et al. (2014)

3.2 GRB プロンプト放射の解析

3.2.1 Swift/BAT と Suzaku/WAM による同時フィッティング

Suzaku/Wide-band All-Sky Monitor (WAM; Ya- maoka et al. 2009) は、Suzaku に搭載されている Hard X-ray Detector (Takahashi et al. 2007) のアクティブシールドである。同時に、50 - 5000keV という広いエネルギー帯域をカバーし、GRB プロンプト放射におけるスペクトルのピークエネルギーである E_{peak} を決定できる強力な GRB 検出器でもある (e.g., Ohno et al. 2008; Tashiro et al. 2007; Urata et al. 2009)。さらに、Swift/BAT と同時フィッティングを行うことで、 E_{peak}^{obs} により正確な制限を付けることができる。

データ処理

BAT と WAM を用いた同時フィッティングを行うために、GRB ソース領域の切り出し、バックグラウンド領域の推定、レスポンスの生成というデータ処理を行った。以下にその手順を示す。また、表 3.2 に使用したデータセットのリストを示す。

表 3.2: 観測データのリスト

GRB	BAT Trigger ID	WAM Obs. ID	WAM Det. ID
070125	...	701013010	1,2
090709A	356890	804017010	1
091102	374598	704047010	1
091127	377179	704060010	2,3
100316A	416076	404044020	3
100814A	431605	705006010	1,2
110205A	444643	705038010	1,2
110422A	451901	706030030	0
110709B	456967	806097010	0,3
110715A	457330	706041010	2,3
130215A	548760	807033010	0,1
131229A	582374	Not published (internal data: 20131229_0618_0615)	
140304A	590206	Not published (internal data: 20140303_1859_1946)	

最初に、Swift/BAT のデータ処理の手順を述べる。BAT のデータ処理は、HEADAS version 6.1.4 に含まれる標準的な BAT 解析ツールを用いて行った。まず、対象のデータセットを `batgrbproduct` コマンドを用いてプロセスし直した。次に、`batbinevt` で時間平均スペクトル、`batdrngen` でレスポンスをそれぞれ生成した。切り出したソース領域は、第 4 章 解析結果において、スペクトル解析の結果とともに表??に示してある。これらの領域は、両検出器が観測した T_{90} をカバーしていることと、ライトカーブの形状を目安として決定した。システムチェックエラーは、`batphasyserr` コマンドで時間平均スペクトルに適用した。

次に、Suzaku/WAM についてのデータ処理の手順を述べる。時間平均のスペクトル領域の切り出しおよびバックグラウンド領域の推定は、Swift/BAT と同様に HEADAS パッケージに含まれる `mkwamspec` コマンドを用いて行った。この際、バックグラウンドは多項式フィッティングで推定される (Sugita et al. 2009)。レスポンスは、Monte-Carlo response generator (Ohno et al. 2008) を使用して生成した。

3.2.2 スペクトルの解析

スペクトル解析は、XSPEC version12.8.1 を用いて行った。上記のプロセスで得られたスペクトルに対し、Power-Law (PL)、Power-Law with exponential Cut-off (CPL)、Band function (Band) の3つモデルを適用してスペクトルフィッティングを行った。同時フィッティングを行う際の normalization factor は、BAT のものを1に固定し、WAM をフリーパラメータとして扱った。エラーは、信頼区間 90% の値を求めた。ベストフィットモデルの決定方法は、Krimm et al. (2009) と同様の方法を採用した。パラメータを一つ追加した複雑なモデルにおいて、元のモデルよりも χ^2 が6以上改善するならば複雑なモデルをベストフィットとするというものである。たとえば、PL と CPL でフィットして得られるカイ二乗を、それぞれ χ_{PL}^2 、 χ_{CPL}^2 とすると、 $\chi_{\text{PL}}^2 - \chi_{\text{CPL}}^2 > 6$ のとき、CPL をベストフィットとした。同様にして CPL と Band についても、カイ二乗の差が6以上か否かでベストフィットの判定をした。

この判定基準のもとで、ベストフィットモデルが CPL、もしくは Band であった場合は、GRB の静止系でのスペクトルピークエネルギー $E_{\text{peak}}^{\text{int}} = (1 + z)E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ を求めた。ここで、 z は観測によって推定された宇宙論的赤方偏移値である。各 GRB の赤方偏移値 z は、?? に示してある。またこの z から、GRB の静止系におけるプロンプト放射におけるスペクトルが推定し、これを 1-1000 keV に渡って積分することで等方放射を仮定した GRB 総放射エネルギー E_{iso} を求めた。このとき、宇宙論パラメータはそれぞれ、 $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ 、 $\Omega_m = 0.27$ 、 $\Omega_\lambda = 0.73$ を仮定した。

3.3 残光放射の解析

残光放射におけるパラメータと、サブミリ/ミリ波残光の強度との関連性を調べた。今回使用したのは、X 線と可視光残光の観測結果である。発生から 11 時間後の Flux Density を出版された論文、および GRB 速報ネットワーク Gamma-ray Burst Coordinate Network (GCN) のアーカイブから探し、それらの値を用いた。

第4章 Results and Discussion

4.1 BAT と WAM によるプロンプト放射スペクトルの解析結果

Swift/BAT と Suzaku/WAM の観測データを用いたプロンプト放射のスペクトル解析の結果を行った。BAT と WAM を用いることで 15-5000keV という広帯域での解析ができたため、全サンプル 21 個のうち 16 個は高い精度で E_{peak} を決定することに成功した。結果の一覧を表 4.3 に示す。

表 4.3 の項目「モデル」における * は、ベストフィットのモデルを表している。GRB サンプル全 21 個のうち、各ベストフィットモデルの数は、PL が 3 個、CPL が 12 個、Band が 6 個という結果となった。

表 4.1: BAT/WAM における GRB の時間平均スペクトルのパラメータ (1)

GRB	Interval ^a [s]	α	β	$E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ [keV]	Fluence ^b [10^{-6} erg/cm ²]	Constant factor	$\chi^2/\text{d.o.f.}$	Model
050904 ^c	16.63 - 216.63	-1.36 ± 0.06	...	...	...	$1.06 \pm 0.30, 1.05^{+0.21}_{-0.17}$	117.5/89	PL
		-1.13 ± 0.12	...	324^{+312}_{-109}	...	$1.54^{+0.43}_{-0.43}, 1.38^{+0.30}_{-0.26}$	91.7/88	CPL*
		-1.11 ± 0.20	$-1.99^{+0.32}_{-5.23}$	284^{+270}_{-139}	4.70 ± 0.19	$1.57^{+0.56}_{-0.48}, 1.40^{+0.38}_{-0.27}$	89.0/87	Band
060801 ^c	-0.21 - 0.79	-1.09 ± 0.17	...	...	...	$0.83^{+0.74}_{-0.58}, 1.21^{+0.74}_{-0.45}$	125.9/87	PL
		-0.44 ± 0.32	...	657^{+406}_{-211}	...	$0.77^{+0.47}_{-0.39}, 0.88^{+0.41}_{-0.28}$	104.2/86	CPL*
		-0.44 ± 0.31	$-2.87^{+1.41}_{-7.13}$	642^{+9309}_{-355}	0.09 ± 0.01	$0.77^{+0.47}_{-0.39}, 0.88^{+0.35}_{-0.28}$	104.2/85	Band
060904B ^c	-0.83 - 184.17	-1.62 ± 0.04	...	...	...	$0.72 \pm 0.14, 0.74 \pm 0.07$	87.5/89	PL
		-1.55 ± 0.06	...	565^{+932}_{-250}	...	$0.81 \pm 0.17, 0.81^{+0.10}_{-0.09}$	74.1/88	CPL*
		-1.44 ± 0.15	$-1.89^{+0.13}_{-0.47}$	207^{+376}_{-85}	$1.00^{+0.06}_{-0.05}$	$0.95^{+0.09}_{-0.18}$	70.1/87	Band
060908 ^c	-13.36 - 15.64	-1.39 ± 0.06	...	...	...	0.32 ± 0.09	73.1/72	PL
		-1.05 ± 0.22	...	163^{+146}_{-47}	...	$0.71^{+0.32}_{-0.27}$	54.6/71	CPL*
		-0.89 ± 0.32	$-2.24^{+0.55}_{-7.76}$	124^{+77}_{-38}	2.70 ± 0.12	0.77 ± 0.32	52.0/70	Band
070125	-5.50 - 64.50	-2.00 ± 0.03	...	...	$63.30^{+3.81}_{-4.74}$	$1.23^{+0.07}_{-0.06}$	84.0/51	PL
		-1.87 ± 0.08	...	978^{+361}_{-293}	$52.66^{+5.41}_{-6.24}$	$1.20^{+0.07}_{-0.06}$	73.9/50	CPL
		$-1.13^{+1.13}_{-0.51}$	$-2.11^{+0.06}_{-0.08}$	378^{+162}_{-96}	$27.51^{+18.12}_{-14.99}$	$1.20^{+0.07}_{-0.06}$	62.7/49	Band*
070531 ^c	-1.91 - 45.09	-1.25 ± 0.16	...	...	...	$0.56^{+0.34}_{-0.28}, 0.50^{+0.28}_{-0.19}$	115.2/87	PL
		-0.23 ± 0.34	...	141^{+57}_{-30}	...	$1.16^{+0.61}_{-0.51}, 1.00^{+0.51}_{-0.35}$	87.5/86	CPL*
		-0.23 ± 0.73	$-3.87^{+1.78}_{-6.13}$	141^{+59}_{-47}	0.50 ± 0.06	$1.14^{+0.77}_{-0.59}, 1.00^{+0.64}_{-0.35}$	87.4/85	Band
071003 ^c	-7.23 - 167.77	-1.38 ± 0.04	...	...	...	1.30 ± 0.16	129.3/73	PL
		-1.21 ± 0.05	...	1222^{+435}_{-295}	...	1.34 ± 0.14	60.1/72	CPL*
		-1.22 ± 0.04	$-9.27^{+7.14}_{-0.73}$	1307 ± 381	7.20 ± 0.17	$1.33^{+0.16}_{-0.12}$	60.8/71	Band
071010B ^c	-36.01 - 23.99	-2.02 ± 0.04	...	...	...	$0.77 \pm 0.16, 0.73 \pm 0.15$	77.0/87	PL
		-1.76 ± 0.19	...	47 ± 9	...	$1.13^{+0.44}_{-0.35}, 1.06^{+0.39}_{-0.24}$	65.8/86	CPL
		-1.34 ± 0.47	$-2.34^{+0.16}_{-0.26}$	45^{+4}_{-7}	4.20 ± 0.12	$1.08^{+0.33}_{-0.29}, 1.01^{+0.31}_{-0.24}$	50.5/85	Band*

表 4.2: BAT/WAM における GRB の時間平均スペクトルのパラメータ (2)

GRB	Interval ^a [s]	α	β	$E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ [keV]	Fluence ^b [10^{-6} erg/cm ²]	Constant factor	$\chi^2/\text{d.o.f.}$	Model
090709A	-24.98 - 120.02	1.59 ± 0.02	...	...	$23.41^{+0.32}_{-0.28}$	$1.19^{+0.06}_{-0.05}$	1086.3/71	PL
		-1.17 ± 0.03	...	416^{+40}_{-35}	$24.02^{+0.30}_{-0.40}$	1.12 ± 0.05	64.3/70	CPL*
		-1.17 ± 0.03	< -3.46	418^{+38}_{-37}	$24.02^{+18.93}_{-0.25}$	1.12 ± 0.05	64.3/69	Band
091102	-3.99 - 10.01	$-1.42^{+0.11}_{-0.12}$	...	...	$0.493^{+0.045}_{-0.043}$	$1.32^{+0.56}_{-0.44}$	67.7/71	PL
		$-1.23^{+0.18}_{-0.16}$	...	1342^{+2876}_{-877}	$0.520^{+0.035}_{-0.202}$	$1.27^{+0.54}_{-0.38}$	59.0/70	CPL*
		$-1.24^{+3.75}_{-2.24}$	$-1.64^{+0.17}_{-0.22}$	49^{+29}_{-12}	< 0.527	$1.94^{+0.98}_{-0.67}$	58.1/69	Band
091127	-2.65 - 10.35	$-2.24^{+0.06}_{-0.07}$	...	...	$9.09^{+0.43}_{-0.30}$	$1.50^{+0.26}_{-0.22}, 1.27^{+0.21}_{-0.18}$	93.3/86	PL*
100316A	-3.71 - 10.29	$-1.58^{+0.19}_{-0.20}$	...	...	$0.843^{+0.096}_{-0.130}$	$0.75^{+0.52}_{-0.32}$	60.3/71	PL*
100814A	-5.26 - 249.74	-1.53 ± 0.04	...	...	$8.45^{+0.20}_{-0.18}$	$0.29^{+0.08}_{-0.07}, 0.23^{+0.19}_{-0.18}$	116.8/86	PL
		$-1.22^{+0.15}_{-0.13}$	...	147^{+61}_{-30}	$8.29^{+0.13}_{-1.21}$	$0.76^{+0.26}_{-0.21}, 0.35^{+0.58}_{-0.35}$	89.6/85	CPL*
		$-1.22^{+0.11}_{-0.12}$	< -2.59	147^{+59}_{-30}	$8.29^{+93.18}_{-1.30}$	$0.76^{+0.26}_{-0.15}, 0.36^{+0.55}_{-0.36}$	89.6/84	Band
110205A	-149.79 - 430.21	-1.76 ± 0.04	...	...	$15.25^{+0.36}_{-0.32}$	$0.97^{+0.18}_{-0.16}, 0.90^{+0.18}_{-0.16}$	105.9/86	PL
		$-1.69^{+0.10}_{-0.07}$	...	360^{+2085}_{-199}	$15.24^{+0.30}_{-1.50}$	$1.17^{+0.33}_{-0.25}, 1.06^{+0.31}_{-0.24}$	99.6/85	CPL
		$-1.46^{+0.28}_{-0.18}$	$-2.12^{+0.22}_{-0.31}$	106^{+98}_{-34}	$14.96^{+0.17}_{-2.32}$	$1.48^{+0.43}_{-0.34}, 1.37^{+0.43}_{-0.34}$	91.3/84	Band*
110422A	-15.13 - 34.87	-1.60 ± 0.02	...	...	$39.12^{+0.47}_{-0.56}$	$0.36^{+0.03}_{-0.03}$	809.8/71	PL
		$-1.04^{+0.07}_{-0.06}$	...	145^{+13}_{-11}	$38.90^{+0.46}_{-0.51}$	$0.97^{+0.10}_{-0.09}$	78.2/70	CPL
		$-0.80^{+0.11}_{-0.11}$	$-2.88^{+0.15}_{-0.18}$	114^{+10}_{-8}	$38.61^{+0.34}_{-1.40}$	$1.20^{+0.13}_{-0.12}$	50.7/69	Band*
110709B	-39.88 - 60.12	-1.56 ± 0.03	...	...	$9.25^{+0.20}_{-0.18}$	$0.75^{+0.10}_{-0.09}, 0.84^{+0.10}_{-0.09}$	344.9/86	PL
		-1.18 ± 0.06	...	272^{+51}_{-39}	$9.51^{+0.16}_{-0.26}$	$1.09^{+0.15}_{-0.13}, 1.16^{+0.14}_{-0.12}$	91.5/85	CPL*
		$-1.18^{+0.09}_{-0.06}$	< -2.32	267^{+54}_{-66}	$9.51^{+0.23}_{-0.28}$	$1.10^{+0.18}_{-0.13}, 1.16^{+0.18}_{-0.13}$	90.4/84	Band
110715A	-4.07 - 17.93	-1.80 ± 0.03	...	...	$11.40^{+0.18}_{-0.17}$	$1.03 \pm 0.15, 0.76 \pm 0.06$	321.9/86	PL
		-1.44 ± 0.07	...	120^{+16}_{-12}	$11.25^{+0.14}_{-0.22}$	$2.25^{+0.34}_{-0.31}, 1.26^{+0.14}_{-0.13}$	94.5/85	CPL
		-1.20 ± 0.13	$-2.67^{+0.16}_{-0.20}$	91^{+12}_{-8}	$11.10^{+0.10}_{-0.71}$	$2.68^{+0.43}_{-0.39}, 1.53^{+0.19}_{-0.17}$	82.4/84	Band*

表 4.3: BAT/WAM における GRB の時間平均スペクトルのパラメータ (3)

GRB	Interval ^a [s]	α	β	$E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ [keV]	Fluence ^b [10^{-6} erg/cm ²]	Constant factor	$\chi^2/\text{d.o.f.}$	Model
120326A ^d	-2 - 11	$-1.17^{+0.53}_{-0.32}$	$-2.23^{+0.09}_{-0.11}$	39 ± 5	2.6 ± 0.3	...	77.0/87	Band*
130215A	-19.76 - 55.24	$-1.59^{+0.06}_{-0.07}$	...	...	$4.88^{+0.39}_{-0.38}$	$0.89^{+0.24}_{-0.19}, 1.03^{+0.22}_{-0.17}$	98.3/86	PL*
		-1.51 ± 0.12	...	> 3275	< 5.26	$2.04^{+0.42}_{-0.33}, 2.36^{+0.32}_{-0.24}$	96.5/85	CPL
131229A	-3.19 - 19.81	-1.59 ± 0.02	...	...	$5.71^{+0.09}_{-0.08}$	$1.47^{+0.13}_{-0.13}, 1.47^{+0.11}_{-0.11}$	1396.7/87	PL
		-0.93 ± 0.04	...	429^{+40}_{-35}	$6.46^{+0.11}_{-0.14}$	$1.21^{+0.09}_{-0.09}, 1.11^{+0.07}_{-0.07}$	90.4/86	CPL*
		-0.93 ± 0.04	< -3.13	429^{+40}_{-36}	$6.46^{+59.64}_{-0.12}$	$1.21 \pm 0.09, 1.11 \pm 0.07$	90.4/85	Band
140304A	-10.01 - 29.99	-1.48 ± 0.10	...	...	$1.22^{+0.08}_{-0.06}$	$0.50^{+0.26}_{-0.20}$	93.6/71	PL
		$-1.10^{+0.52}_{-0.37}$	...	146^{+1849}_{-60}	$1.21^{+0.05}_{-0.59}$	$1.50^{+2.76}_{-0.99}$	85.0/70	CPL*
		$-0.83^{+0.96}_{-0.44}$	$-2.24^{+0.56}_{-1.45}$	102^{+122}_{-43}	$1.19^{+0.08}_{-0.69}$	$1.57^{+1.99}_{-0.86}$	81.4/69	Band

^a Swift のトリガ時刻を基準としたときのソースの時間間隔 (GRB070125 は WAM のトリガ時刻を基準)^b 硬 X 線 Fluence (15 - 150 keV)^c Krimm et al. (2009) 解析結果を参照^d Urata et al. (2014) 解析結果を参照

* ベストフィットモデル

4.2 プロンプト放射のパラメータにおける比較

BAT と WAM によるスペクトル解析結果より、プロンプト放射のパラメータにおいてサブミリ検出 GRB と未検出 GRB について比較した。

4.2.1 α 、 $E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ 、Fluence における比較

パラメータ α 、 $E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ 、Fluence において、サブミリ検出 GRB と未検出 GRB について比較した。低エネルギー側の光子指数 α 、 $\nu F\nu$ スペクトルのピークエネルギー $E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ 、Fluence(15-150 keV) の分布図をそれぞれ図 4.1、図 4.2、図 4.3 に示す。サブミリ検出 GRB は赤い斜線、未検出 GRB は青い点線、全体は黒の実線で示してある。

これらのパラメータにおいて、サブミリ検出 GRB の値はすべてサブミリ未検出 GRB の分布の 3σ 以内に収まっており、サブミリ検出・未検出両サンプルの間で有意な差は見られなかった。

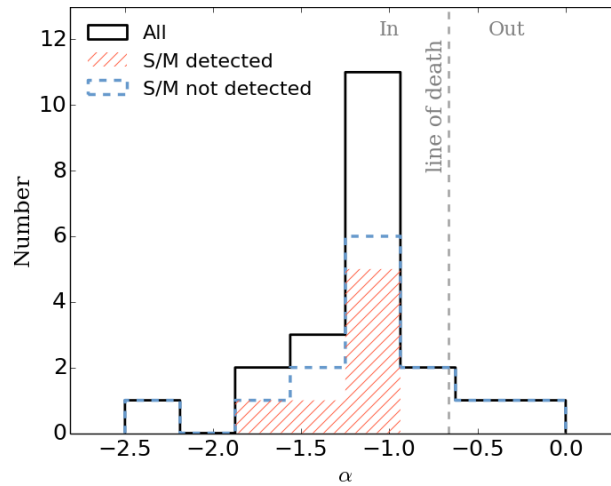


図 4.1: 光子指数 α の分布図。サブミリ検出 GRB は赤い斜線、未検出 GRB は青い点線、全体は黒の実線で示してある。

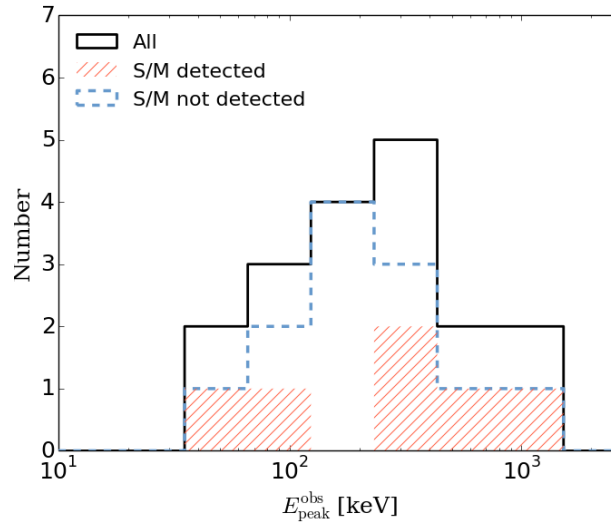


図 4.2: $E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ の分布図。サブミリ検出 GRB は赤い斜線、未検出 GRB は青い点線、全体は黒の実線で示してある。

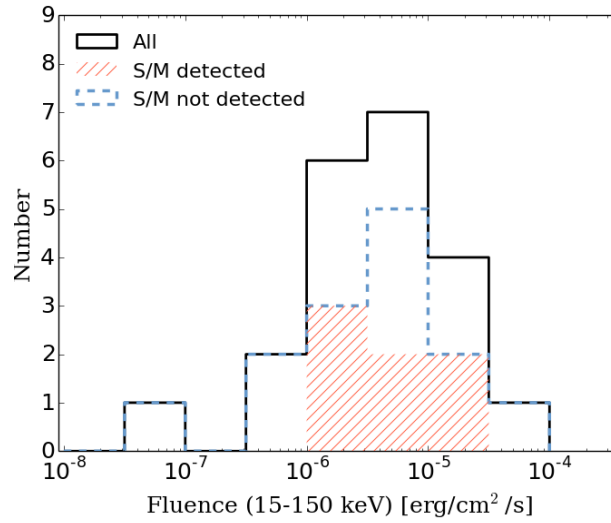


図 4.3: Fluence (15 - 150 keV) の分布図。サブミリ検出 GRB は赤い斜線、未検出 GRB は青い点線、全体は黒の実線で示してある。

また、Fluence (15-150 keV) と α 、 $E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ と α 、 $E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ と Fluence (15-150 keV) の散布図をそれぞれ、図 4.4、図 4.5、図 4.6 に示す。左図の色分けはモデルを表し、緑：PL、赤：CPL、青：Blue である。右図はサブミリ/ミリ波残光の Flux をカラースケールで表したものである。

灰色の点線は、シンクロトロン衝撃波モデルが予想する α の領域 (line of death) である。図 4.4、図 4.5 を見ると、サブミリ検出・未検出にかかわらず、ほとんどの GRB が line of death の範囲内にあることがわかる。よって、今回解析した GRB においては標準的な放射モデルであるシ

シンクロトン衝撃波モデルと矛盾せず、サブミリ波の検出・未検出にかかわらずそのガンマ線光子はシンクロトン放射で作られていると言える。したがって、プロンプト放射機構に差はないため、サブミリ波の放射は親星の種族が原因ではないことが示唆される。

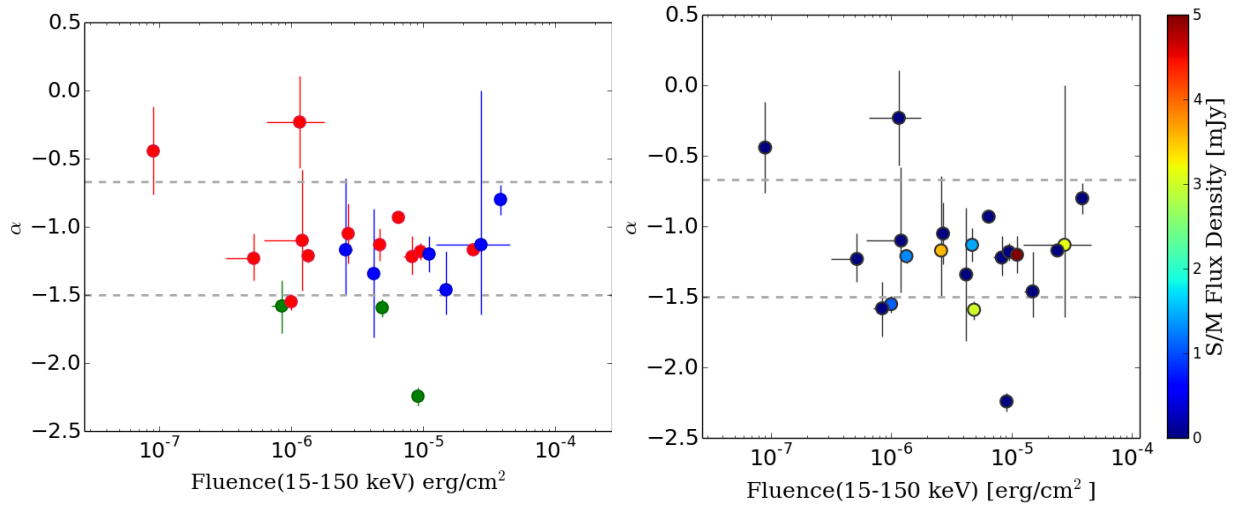


図 4.4: Fluence (15 - 150 keV) と光子指数 α の散布図 (左図 緑: PL、赤: CPL、青: Blue ; 右図 z 軸をサブミリ残光 Flux にとりカラースケールでプロット)

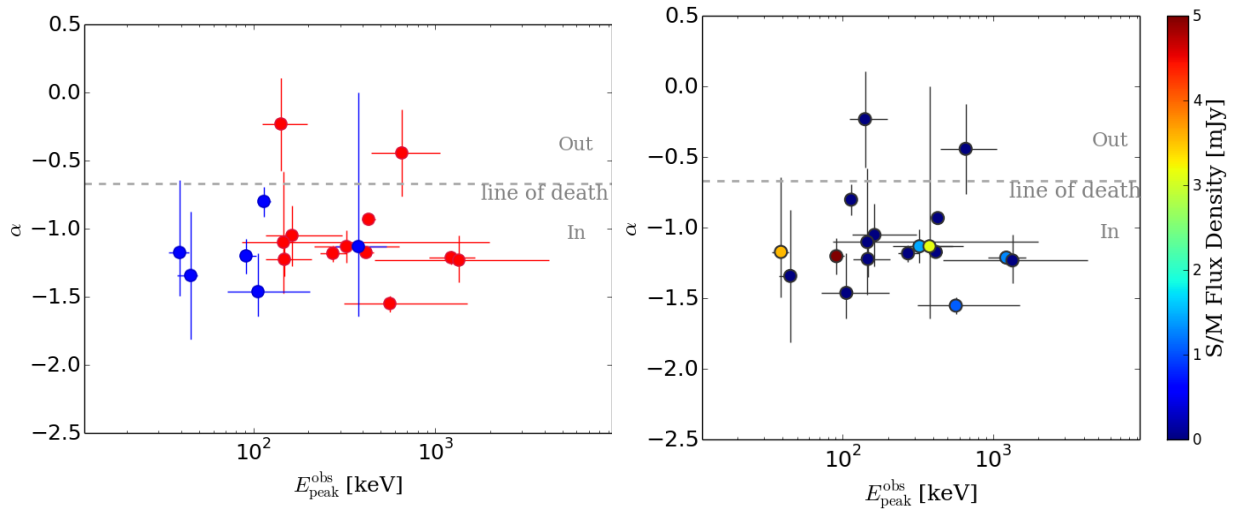


図 4.5: $E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ と光子指数 α の散布図 (左図 緑: PL、赤: CPL、青: Blue ; 右図 z 軸をサブミリ残光 Flux にとりカラースケールでプロット)

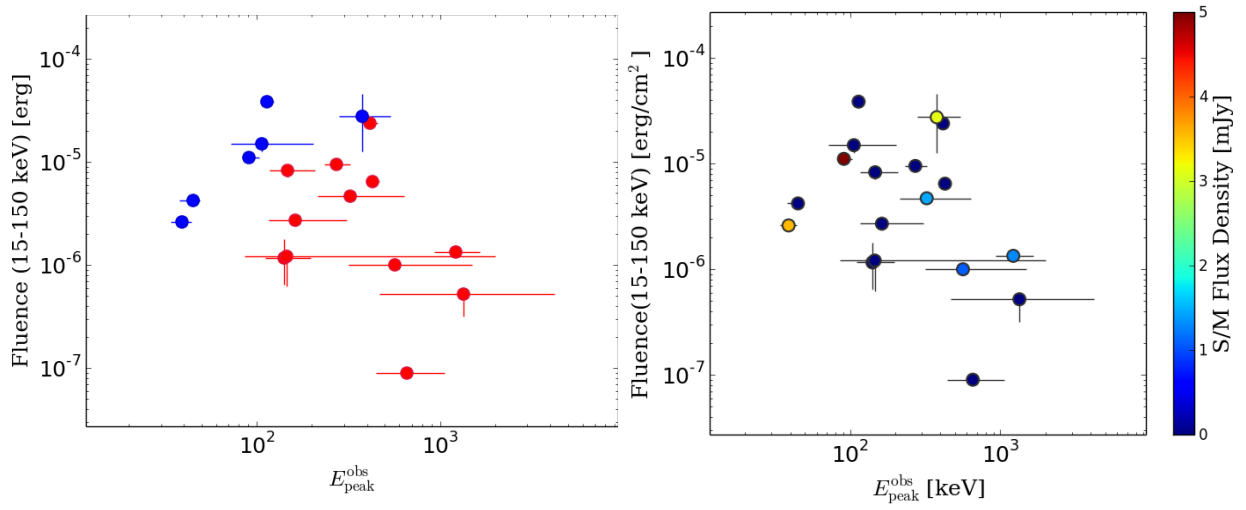


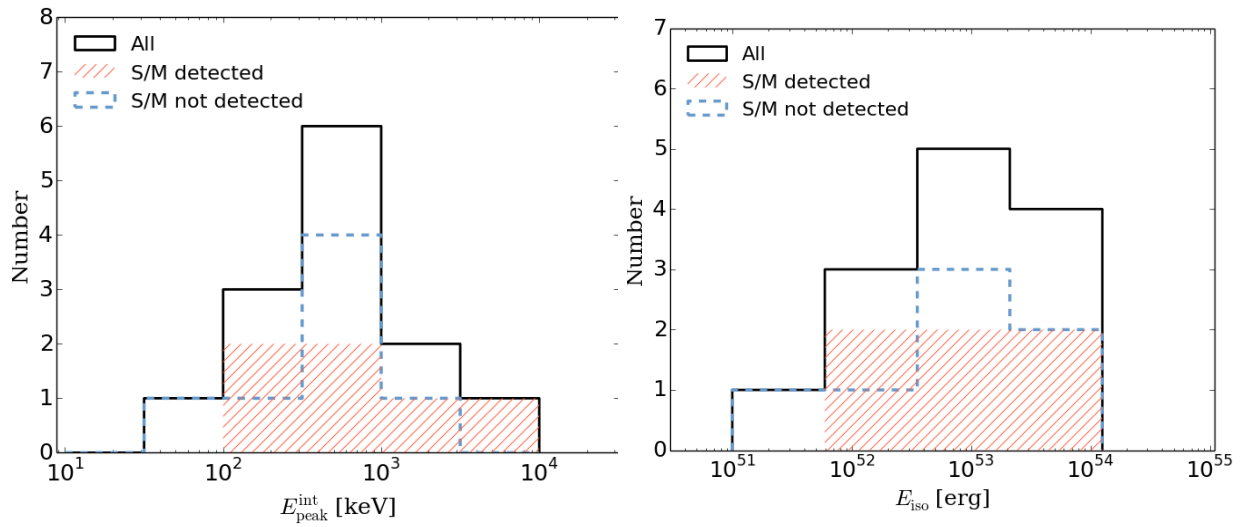
図 4.6: $E_{\text{peak}}^{\text{obs}}$ と Fluence (15 - 150 keV) の散布図 (左図 緑 : PL、赤 : CPL、青 : Blue ; 右図 z 軸をサブミリ残光 Flux にとりカースケールでプロット)

4.2.2 Amati 相関と Ghirlanda 相関上での比較

1.3.3 で述べたように、GRB 研究における重要な相関として Amati 相関と Ghirlanda 相関が知られている。この2つの相関において、サブミリ検出 GRB とそうでないもので比較を行った。比較を行うために、スペクトル解析の結果から、GRB 静止系でのピークエネルギー $E_{\text{peak}}^{\text{int}}$ 、球対象を仮定した時の総放射エネルギー E_{iso} 、ジェットを仮定した場合の総放射エネルギー E_{γ} を計算より求めた。結果の一覧を、表 4.1 に示す。また、Amati 相関と Ghirlanda 相関、および上記のスペクトル解析の結果と同様にそれぞれのパラメータの分布図を下に示す。分布図は、サブミリ検出 GRB を赤い斜線、未検出 GRB を青い点線、全体を黒の実線で示してある。

表 4.4: GRB の静止系におけるエネルギー

GRB	$E_{\text{peak}}^{\text{int}}$ [keV]	E_{iso} [10^{52} erg]	E_{γ} [10^{52} erg]
050904 ^a	2362^{+2274}_{-795}	109.3 ± 25.4	~ 0.08
060801 ^a	1400^{+865}_{-450}	0.3 ± 0.2	...
060904B ^a	564^{+897}_{-242}	0.72 ± 0.43	> 0.003
060908 ^a	559^{+501}_{-161}	10.70 ± 5.94	> 0.06
070125	963^{+413}_{-245}	$77.6^{+9.5}_{-20.4}$	> 0.4
071003 ^a	3183^{+1133}_{-768}	18.77 ± 3.29	> 0.09
071010B ^a	88^{+8}_{-14}	2.55 ± 0.41	> 0.03
100814A	359^{+149}_{-73}	$8.9^{+4.6}_{-1.2}$	0.028 ± 0.004
110205A	341^{+316}_{-110}	$50.9^{12.3}_{-9.6}$	$0.043^{+0.008}_{-0.006}$
110422A	316^{+28}_{-22}	$57.5^{+3.7}_{-3.4}$	...
110715	166^{+22}_{-15}	4.0 ± 0.3	...
120326A ^b	108 ± 15	$3.18^{+0.40}_{-0.32}$	0.012 ± 0.001
140304A	920^{+11649}_{-378}	$13.1^{+8.6}_{-4.4}$	...

^a Krimm et al. (2009) の解析結果より^b Urata et al. (2014) の解析結果より図 4.7: $E_{\text{peak}}^{\text{int}}$ と E_{iso} の散布図

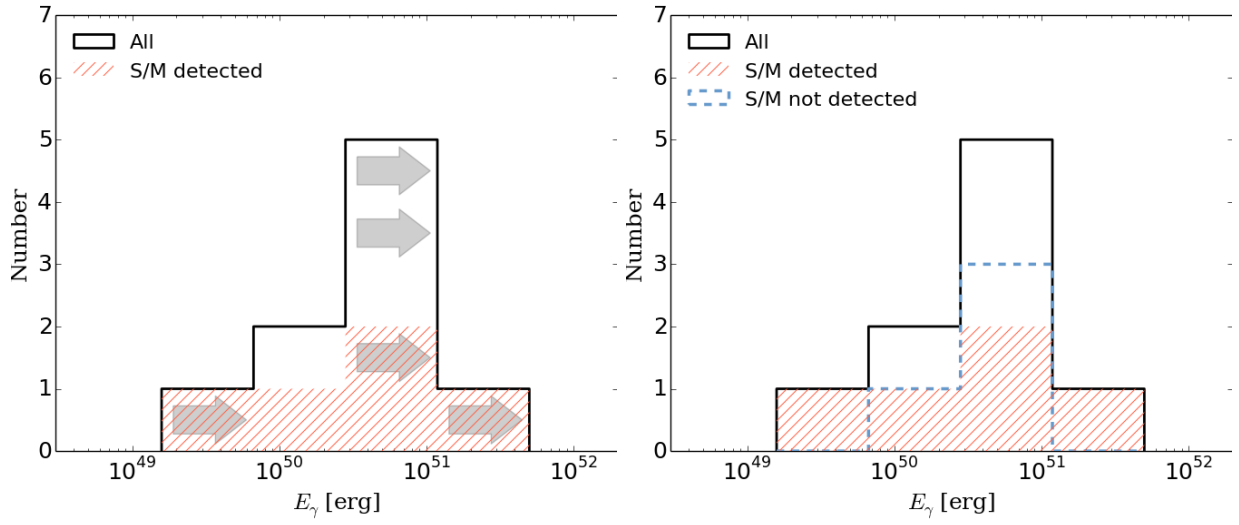
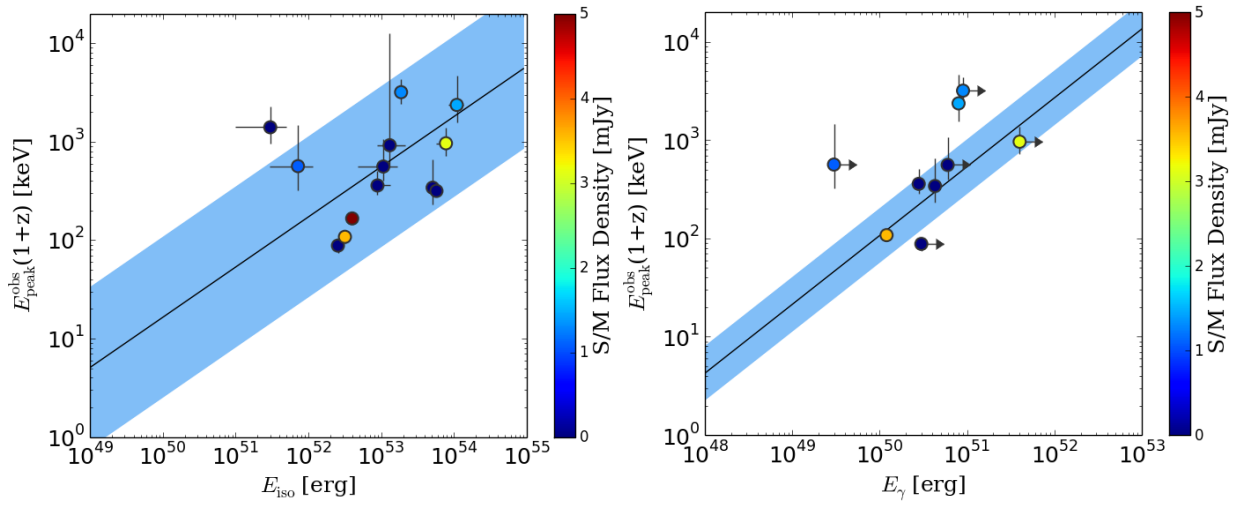
図 4.8: E_γ の分布図 (矢印はローワーリミット)

図 4.9: 右図: Amati 相関; 左図: Ghirlanda 相関

Amati 相関、Ghirlanda 相関においても分布に有意な差は見られなかった。 E_{iso} 、 E_γ はバーストの規模を表す量なので、規模が大きい方が残光の Flux は明るくなることが期待されるが、今回の結果からはそのような傾向は見られなかった。これから、サブミリ波が付随するかどうかは親星の爆発の規模というより、むしろ星周物質の密度や幾何学的構造といった環境に、大きく依存すると考えられる。

4.3 残光放射強度における比較

4.3.1 X線残光強度と可視光残光強度における比較

X線強度と可視光残光強度の分布図、および散布図を以下に示す。分布図は、サブミリ検出 GRB を赤い斜線、未検出 GRB を青い点線、全体を黒の実線で示してある。

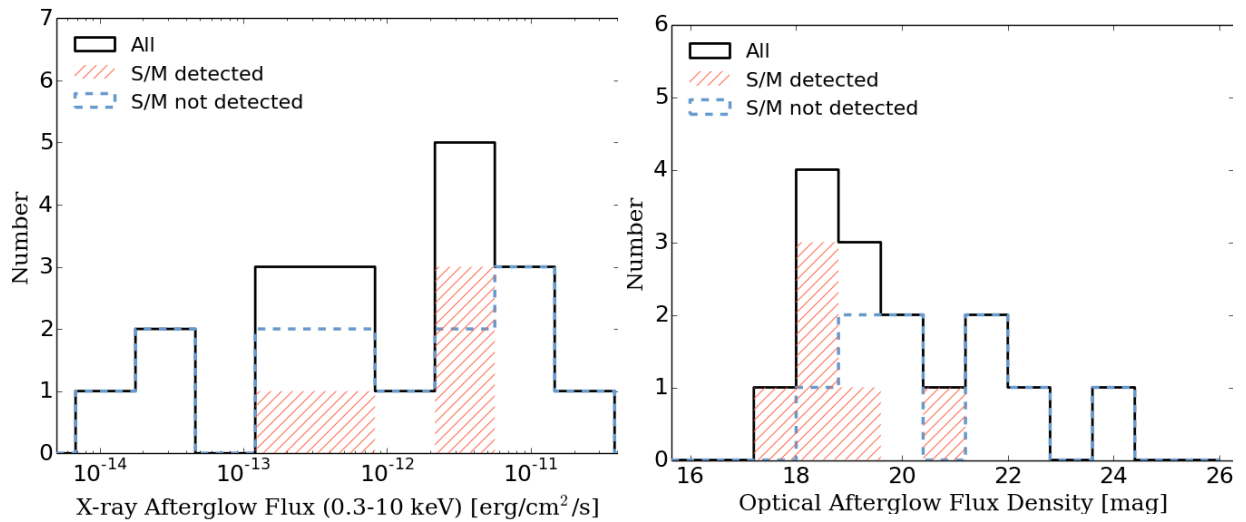


図 4.10: 右図：X線残光フラックスの分布図；左図：可視光残光フラックスの分布図

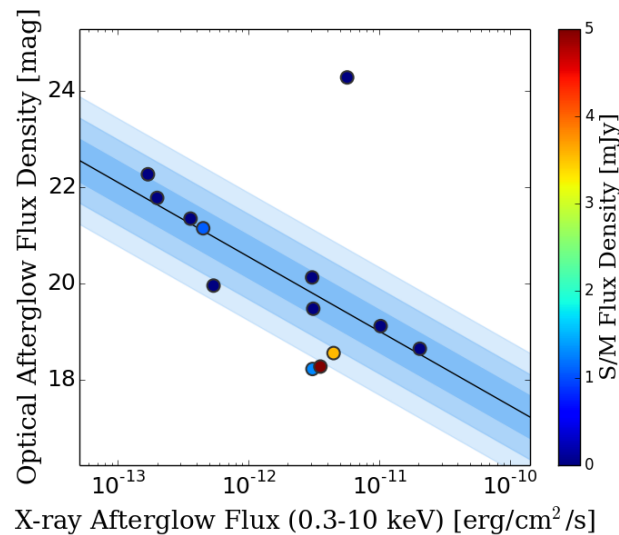


図 4.11: X線残光フラックスと可視光残光フラックスの散布図

X線残光 Flux とのサブミリ波 Flux Density における有意な差はないが、可視光残光とは一定の相関が見られた図 4.10。残光が可視光で明るい GRB はサブミリ波が付随していることがわかる。これは、サブミリ残光が X 線よりも可視光にちかく、可視光残光とサブミリ波残光が同様の

領域・放射機構に相関があることが示唆される。X 線残光については、相関は見られないため、別の成分であることが示唆される。

また、図 4.11 では X 線残光と可視光残光の Flux に負の相関が見られ、サブミリ検出 GRB も分布に偏りが見られる。図 4.11 の直線は、サブミリ GRB 未検出の GRB のみに対してパワーローでフィットしたもので、その σ ラインを青く塗りつぶしてある。色の濃い順番に 1σ 、 2σ 、 3σ のラインを示している。ただし、この図の上方の離れた位置にある GRB は、全の GRB の分布において 3σ 以上離れたところにあることと、また、この点を除いてサブミリ波未検 GRB のみでフィットした回帰曲線からは、 10σ 以上離れていることから、この点を外れ値とした。

この図において、 3σ の外にサブミリ検出 GRB 2 つ、 2σ 以上だと 3 つがこの外側にある。また、 2σ より可視光が明るいほうにずれた点では 75 % がサブミリ検出 GRB である。したがって、X 線と可視光の残光の相関から 2σ 以上外れて可視光残光が強ければ、サブミリ残光が特に強いイベントである可能性が高いことが示唆された。これは、サブミリ波観測の指針となりうる結果である。ただしここで議論できた例は、依然として少数であり、十分な統計的検証はこれからの課題である。

第5章 Summary

- GRB の物理の解明およびサブミリ波観測指針の確立のためのサブミリ残光検出 GRB の系統的研究を行った。
- サブミリ波での残光放射は親星の種族のちがいが原因ではなく、星周物質の幾何学に依存し標準的なモデルと矛盾しないことが示唆された。
- 可視光残光 Flux との相関が見られ、同一の領域、放射機構を共有しているが、X 線は別の成分からの放射であることが示唆された。
- サブミリ未検出 GRB の X 線と可視光残光の相関から 2σ 以上外れた可視光残光の強さを持つ GRB は、サブミリ波残光が強いイベントである可能性が高く、サブミリ波観測の新たな指針となりうる。
- 今回議論できた GRB のサンプル数は依然として少なく、十分な統計的検証は今後の課題である。

参考文献

- [1] Amati et al. 2002, A&A, 390, 81-89
- [2] Amati et al. 2006, MNRAS 372, 233-245
- [3] Barthelmy et al. 2005, Space Sci. Rev., 120, 143-164
- [4] Costa et al. 1997, Nature, 387, 783
- [5] Ghirlanda et al. 2007, A&A, 466, 127-136
- [6] Ginzburg et al. 1965, Ann. Rev. Astron. Astropys., 3, 297
- [7] Hjorth et al. 2003, Nature, 423, 847
- [8] Kelley et al. 2007, PASJ, 59
- [9] Koyama et al. 2007, PASJ, 61
- [10] Mitsuda et al. 2007, PASJ, 59
- [11] Preece et al. 2000, ApJS, 126, 33-35
- [12] Takahashi et al. 2007 PASJ, 59
- [13] Urata et al. 2007
- [14] Yamaoka et al. 2009, 59
- [15] Yamazaki et al. 2007
- [16] 小山勝二、嶺重慎、『ブラックホールと高エネルギー現象』、シリーズ現代の天文学 8、日本評論社、2007
- [17] 二間瀬敏史、野本健一、『天体物理学の基礎 II』、シリーズ現代の天文学 12 日本評論社、2008
- [18] http://gammaray.nsstc.nasa.gov/batse/grb/catalog/4b/4br_duration.html
- [19] <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/cgro/images/epo/gallery/grbs/>
- [20] http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/cgro/cgro/batse_src.html

[21] http://www.nasa.gov/mission_pages/swift/media/telecom-media-052610_prt.htm

[22] <http://swift.sonoma.edu/resources/multimedia/images/>

謝辞

本論文を執筆するにあたり、ご協力くださった方々に、深く感謝申し上げます。田代先生には、何度も指摘と助言をいただきました。GRBの基本的な事柄から根気強く指導してくださったこと、深く感謝申し上げます。また、WIDGETに関しても大変お世話になりました。宇宙最大の爆発を独自の望遠鏡で観測するというロマン溢れる研究ができて、とても幸運に思います。基礎物理だけでなく計算機も多く学ばせて頂きました。WIDGETをやっていなければ今の私はありません。すべて忘れても、きっと残っているものと思います。寺田先生には、修論発表の練習等で多くの指摘と助言を頂きました。「ひとみ」の打ち上げで忙しい時期でもあり、田代先生が種子島に行った後も面倒を見てくださって、本当に有難うございました。そもそも担当教官として私を大学院に受け入れてくれたことに感謝申し上げます。さもなくば、私の人生は大きく違うものになっていました。きっと今頃アニメーターを目指していると思います。安田さんと浦田さんには、WAMでのGRBの解析や修士論文テーマ、またWIDGETに関しても相談させていただきました。安田さんは、これらに留まらずゴリラやブチハイエナの生態など、多岐にわたり教えてもらいました。この論文をなんとか書ききれたのも、間違いなくお二人がいたおかげです。本当に有難うございました。WIDGETチームに入ってくれた佐藤くん、櫻井くんにも感謝です。佐藤くんは、熱心にWIDGETに取り組み、率先して仕事をこなしてくれてとても心強かったです。櫻井くんは、情報技術の知識が豊富で、僕が教わることの方が多かったですね。そして、同期にも非常に恵まれたと感じています。久保田は、学部頃からよくつるんでくれてありがとう。一緒に行ったダーツで急に覚醒して、ハットトリックをキメてましたね。マイペースながらキメるとこキメるやつんだなと思いました。また行きましょう。中谷の仕事の早さには感心させられるばかりでした。かと思えば、10分で解ける方程式に3日かけたりして、早さの仕組みが理解できませんでした。自然を愛しすぎて、スズメバチの攻撃を受け入れるあたりも理解できませんでした。たぶん、天才なんだと思います。たぶん。藤沼は、僕が提案したGRBのゼミに付き合っ、いろいろ議論してくれてありがとう。なんか、やればやるほど謎が増えていきましたが、GRBの議論ができる同期がいてとても楽しかったです。松岡は、あらゆる場面でそつなくこなしていて、なにかと神対応なんだなと思いました。就活もサクサク内定とって正直焦りました。なんというか、いろいろと絶妙なコンビネーションだったと思います。みんなのおかげで充実した大学院生活が送れました。ありがとう。最後になりましたが、これまで自分を支えつづけてくれた家族に感謝の意を表して謝辞といたします。