

東工大におけるガンマ線バースト自動観測システムの開発と
観測

佐藤 理江

修士論文

東京工業大学 理工学研究科 基礎物理専攻

2004年 2月

Abstract

We have developed a robotic telescope at Tokyo Institute of Technology (Tokyo Tech) to perform rapid follow-up observations of early optical afterglows of gamma-ray bursts (GRBs). In this thesis we evaluate the performance of the robotic telescope system of Tokyo Tech. We also report the results of observation of the early afterglow of GRB 030329 and discuss its physical implications.

Our system has been primarily designed to respond quickly to the GRB locations notified by HETE-2 satellite, but it can also respond to all the notifications provided by the Gamma-Ray Burst Coordinates Network (GCN). Our system consists of a small 30 cm telescope and a wide-field, thermo-electrically cooled unfiltered CCD camera, which can cover the most error circles of HETE-2.

We report the performance test of the telescope and the CCD camera. We examined tracking accuracy and introduction accuracy of the telescope mount. Cooling performance, defect pixels and gain of the CCD camera were also measured. Moreover, we examined the limiting magnitude of our system. Although our system is located in a region polluted by strong city lights, the limiting magnitude is approximately 17.5 mag when converted to the R_C band, sensitive enough to detect optical flashes and early afterglows of bright GRBs.

Furthermore, we report the observation of the optical afterglow of GRB 030329, which later was found to be associated with a supernova. We detected it 67 minutes after the burst, which was the earliest intended detection in the world. We present the physical interpretation of the afterglow light curve of GRB 030329; in particular, we estimated the important physical parameters based on the “bump” in the light curve at 0.09 days after the burst and a “break” at 0.25 days after the burst.

目次

第 1 章	ガンマ線バーストとは	5
1.1	ガンマ線バースト	5
1.2	ガンマ線バーストの残光	5
1.3	ガンマ線バーストの可視光フラッシュ	8
1.4	ガンマ線バースト観測衛星 HETE-2	8
1.4.1	概要	8
1.4.2	位置精度と速報性	11
1.4.3	特長	11
1.5	ガンマ線バースト自動追観測システム RIBOTS	12
第 2 章	東工大ガンマ線バースト追観測システム	13
2.1	開発の目的	13
2.2	システム構造	13
2.3	望遠鏡収納小屋	13
2.4	望遠鏡	14
2.5	冷却 CCD カメラ	16
2.5.1	CCD の冷却方法	17
2.5.2	構造と仕組み	17
2.5.3	電荷転送方法	18
2.5.4	CCD カメラの優位性	18
2.6	天候判断	19
2.6.1	雨センサー	19
2.6.2	気象モニター	20
2.6.3	冷風器	21
第 3 章	冷却 CCD カメラの特性評価	23
3.1	冷却温度と露出時間によるダークノイズのレベル特性	23
3.2	冷却性能	24

3.3	欠陥ピクセル	26
3.3.1	ホットピクセル	26
3.3.2	デッドピクセル	27
3.4	各ピクセルごとの再現性	29
3.5	外気温の差によるダークノイズ値の変化	31
3.6	CCD 出力の直線性テスト	32
3.6.1	測定・解析	32
3.6.2	結果	32
3.7	ゲイン測定	32
3.7.1	測定・解析	32
3.7.2	ゲイン測定に関する考察	34
3.7.3	結果	34
3.8	ダークカレント	34
3.9	読み出しノイズ	35
3.10	CCD カメラの色特性	36
3.10.1	測定・解析	36
3.10.2	結果	37
3.11	まとめ	38
第 4 章	望遠鏡の性能評価	40
4.1	動作範囲	40
4.2	追尾精度	40
4.2.1	測定方法	41
4.2.2	結果	41
4.2.3	補正方法	41
4.3	導入精度	43
4.3.1	測定	43
4.3.2	結果	43
4.4	高速導入後の振動	47
4.4.1	まとめ	51
4.5	限界等級	51
4.5.1	限界等級 (計算値)	51
4.5.2	限界等級 (測光値/月灯なし)	51
4.5.3	限界等級 (測光値/月灯あり)	52

第 5 章	追観測結果	55
5.1	GRB 021211	55
5.2	GRB 030115	56
5.3	GRB 030226	56
5.4	GRB 030227	57
5.5	GRB 030329	57
5.6	GRB 030418	57
5.7	GRB 030823	59
5.8	GRB 031220	59
第 6 章	GRB 030329	61
6.1	GRB 030329	61
6.2	観測と測光	61
6.3	議論	63
6.3.1	$0.05 < t < 0.26$ 日のライトカーブ	63
6.3.2	$t \sim 0.26$ 日の折れ曲がり	63
6.3.3	$t \sim 0.08 - 0.09$ 日における bump	65
6.4	まとめ	65
第 7 章	まとめ	75
付 録 A	ガンマ線バーストの残光	76
A.1	火の玉モデル	76
A.2	残光と外部衝撃波	76
A.3	可視光フラッシュと逆行衝撃波	78
A.4	ジェット	80
付 録 B	ライトカーブの短時間変動	81
付 録 C	IRAF マニュアル	83
C.1	一次画像処理	83
C.1.1	一次処理に必要なフレーム	83
C.1.2	フラットフレームの取得方法	84
C.2	手順	84
C.3	画像の重ね合わせ	87
C.3.1	IMEXAM	87

C.3.2	IMSHIFT	87
C.3.3	IMCOMBINE	88
C.4	座標書き込み	88
C.4.1	カタログとの比較	88
C.5	測光	90
C.5.1	datapar (#1)	92
C.5.2	centerpar (#2)	93
C.5.3	photpar (#3)	94
C.5.4	fitskypar (#4)	94

第1章 ガンマ線バーストとは

1.1 ガンマ線バースト

ガンマ線バーストは、宇宙の一点から突然数 keV から数 MeV (時には GeV まで) の X 線、 γ 線が数十秒以内の短い時間に爆発的に放射される現象で、ビッグバンに次いで宇宙でもっとも規模の大きい爆発現象と考えられている。この現象は、1967 年、核実験を監視する米国の軍事衛星が偶然捉えたのが始まりである (Klebesadel, Strong & Olson 1973)。

1990 年代のコンプトン・ガンマ線天文衛星に搭載された BATSE (Burst And Transient Experiment) の観測により、ガンマ線バーストは全天で約 1 回 / 1 日の頻度で発生しているということが分かり (Meegan et al. 1992)、ガンマ線バーストの天球分布が等方であることと (図 1.1)、ガンマ線バーストに伴う残光やその母銀河にスペクトルに高赤方偏移の吸収線が観測されたことから、ガンマ線バーストは数 10 億光年から 100 億光年もの宇宙論的な距離で起こっているということが分かってきた。しかしながら、どのようなメカニズムでどのような天体が起こす爆発かは、発見から 30 年を経た現在でも、未だ謎に包まれている。現在もっとも有力な説では、太陽の数十倍以上の質量をもつ巨大な星がその一生を終え、重力崩壊してブラックホールになるときに、ほぼ光速のジェットを噴出し、そのジェットが地球の方向を向いていたときにガンマ線バーストとして観測されるというものである (Woosley 1993)。

2003 年 3 月 29 日にガンマ線バースト探査衛星 HETE-2 によって捉えられたガンマ線バースト (GRB 030329) (Vanderspek et al. 2003) では、その残光の追観測によって Ic 型超新星と似たスペクトルを示していることが判明した (Stanek et al. 2003, Hjorth et al. 2003)。このバーストにおいて、ガンマ線バースト¹と超新星の関連が確実視されるに至った。

1.2 ガンマ線バーストの残光

1997 年にイタリア、オランダの X 線観測衛星 BeppoSAX によって、ガンマ線バーストに“X 線残光” (afterglow) と呼ばれる現象が伴っているのが発見された (図 1.2) (Costa et al. 1997)。X 線残光では、徐々に弱くなりながらも 1 週間近く観測可能な残光が残る。この残光は、X 線で始まり、紫外線、可視光、赤外線、電波と光度ピークが移行するのが一般的である。しかしながら、この残光はガンマ線バースト発生後、数時間 ~ 1 日ですぐに暗くなってしまうため、迅速な観測

¹正確には、全体の約 8 割を占める、継続時間が 2 秒以上の“long soft”ガンマ線バースト

2704 BATSE Gamma-Ray Bursts

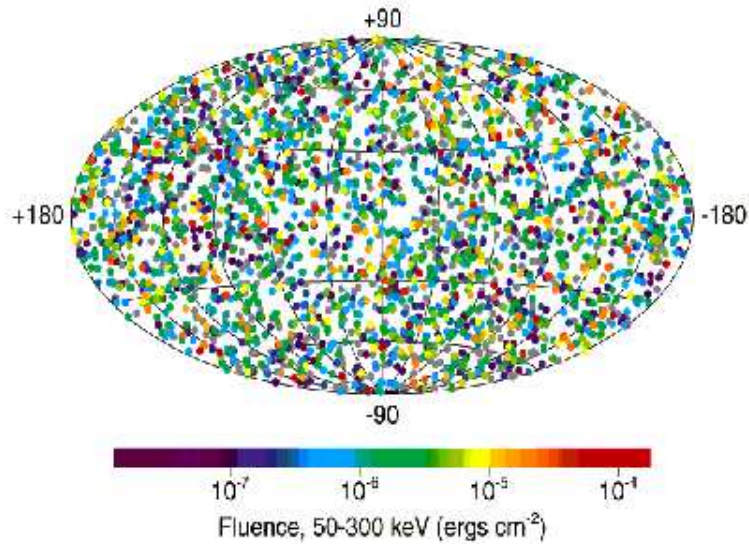


図 1.1: BATSE の観測したガンマ線バースト発生位置の天球分布。全天で一様に発生していることが分かる。

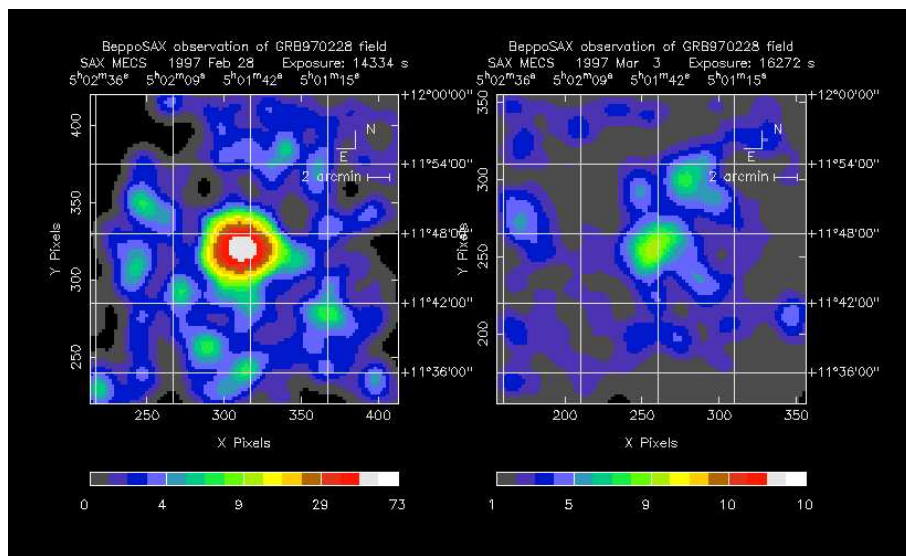


図 1.2: BeppoSAX が捉えた GRB 970228 の X 線対応天体。左図は 1997 年 2 月 28 日、右図は 1997 年 3 月 3 月の観測画像。減光している様子が捉えられた。

が不可欠な条件となる。

1997 年 2 月 28 日に発生したガンマ線バースト (GRB 970228) を、1997 年 2 月 28 日、3 月 8 日に可視光望遠鏡で撮影した画像を比較すると明らかな減光が見てとれる (図 1.3)。さらにこのイベントでは、母銀河と思われる広がった天体も発見された (図 1.4)。

この X 線残光の発見以降、次々とガンマ線バーストの残光は発見されている。そして、この可

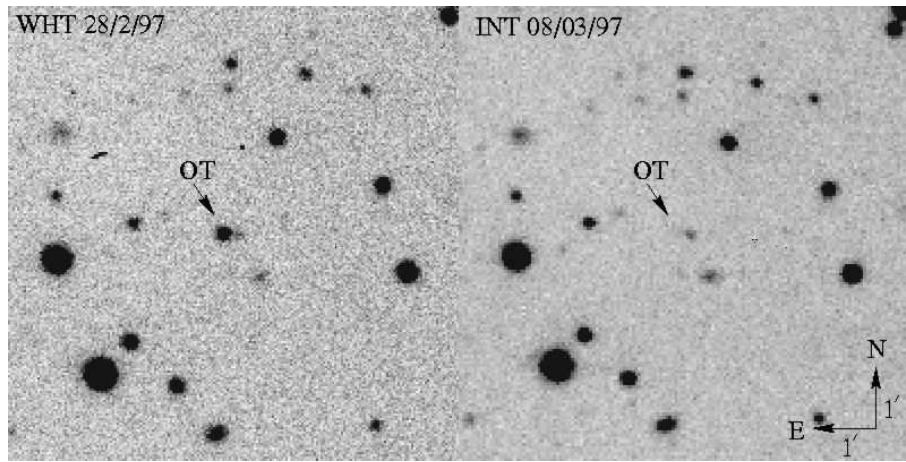


図 1.3: WHT (the William Herschel Telescope) が捉えた GRB 970228 の可視光対応天体。左図は 1997 年 2 月 28 日、右図は 1997 年 3 月 8 日の観測画像。可視光でも減光している様子が観測された (Groot et al. 1997)。

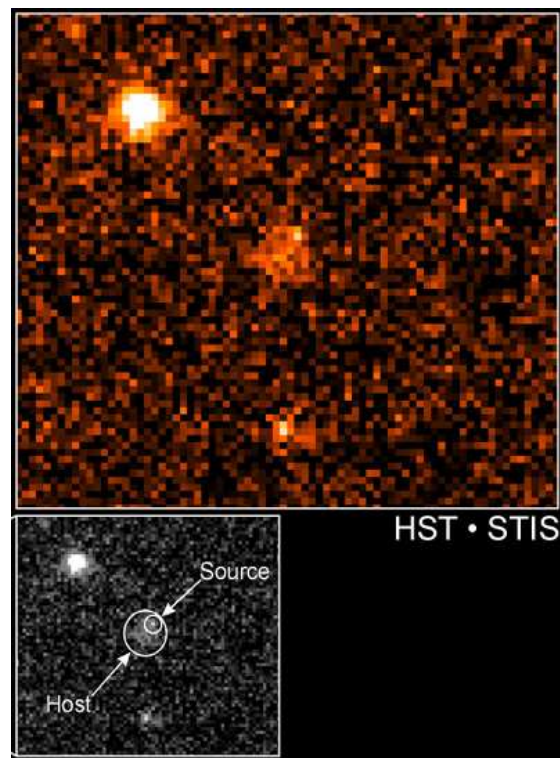


図 1.4: Hubble 望遠鏡がバースト発生から半年後に、その発生位置を撮影した画像。point source がガンマ線バーストの可視光残光で、その近傍には淡い銀河が見られる。残光の位置は銀河の中心とは異なっているため、活動銀河核起源ではない。ガンマ線バーストは銀河に付随した星の爆発で発生すると考えられる。

視光残光の詳細な分光観測から、バーストが宇宙論的遠方での現象であることが確立した。

1.3 ガンマ線バーストの可視光フラッシュ

1999年1月23日に発生したガンマ線バーストではバースト発生中に“可視光フラッシュ”現象が観測された。

数度の精度で発生位置を速報することができるコンプトンガンマ線天文台 (CGRO) の BATSE 検出器により直ちに通報が発せられた。Akerlofらは、これを受けた ROTSE (Robotic Optical Transient Search Experiment) という 18 度四方の広い視野を持つ自動観測システムによって可視光フラッシュの観測に成功した。この観測は、ガンマ線バーストの発生中から開始され、発生約 50 秒後には約 9 等級にまで明るくなった (図 1.5)。9 等級であれば、小型望遠鏡でも十分観測可能である。しかし、同等の観測条件でも、ガンマ線バーストごとに可視光フラッシュの有無や明るさは異なる可能性が高く、実際、多くのガンマ線バーストで厳しい上限値が得られている。したがって ROTSE よりも高い感度で、同様の観測を行う必要がある。

1.4 ガンマ線バースト観測衛星 HETE-2

残光の明るさは時間とともに急激に暗くなるので、発生後すぐに望遠鏡を向けて追観測する必要がある。つまり、可視光フラッシュや残光を捉えるには、ガンマ線バースト発生とともに即時に望遠鏡を向けることが重要であり、ROTSE のような自動望遠鏡での観測が最も有効な手段である。

HETE-2 (High Energy Transient Explorer 2) (図 1.6) は、この要求に応えるべく、日本、アメリカ、フランスの国際協力のもとに開発が進められ、2000年10月9日に打ち上げられたガンマ線バースト観測衛星である。HETE-2 衛星は、ガンマ線バーストの発生を常時監視しており、バーストを捉えると、その発生方向を衛星上で瞬時に計算し、インターネットを経由して世界中に発生後約 30 秒で通報する。この通報により、あらゆる波長帯の、あらゆる観測装置で迅速な観測を行えるようにすることを目的としている。

1.4.1 概要

HETE-2 衛星には、WXM (Wide X-ray Camera)、FREGATE (FRench GAMMA TElescope)、SXC (Soft X-ray Camera) の 3 種類の観測装置と、2 種類の衛星姿勢制御用の可視光カメラが搭載されている。観測方向は、常に反太陽方向を向くように姿勢制御され、赤道軌道をほぼ 100 分で 1 周する。したがって、観測が行えるのは、地球の夜側を回っているときである。これは、地上の可視光・近赤外などの追観測を行う上でも都合が良い。

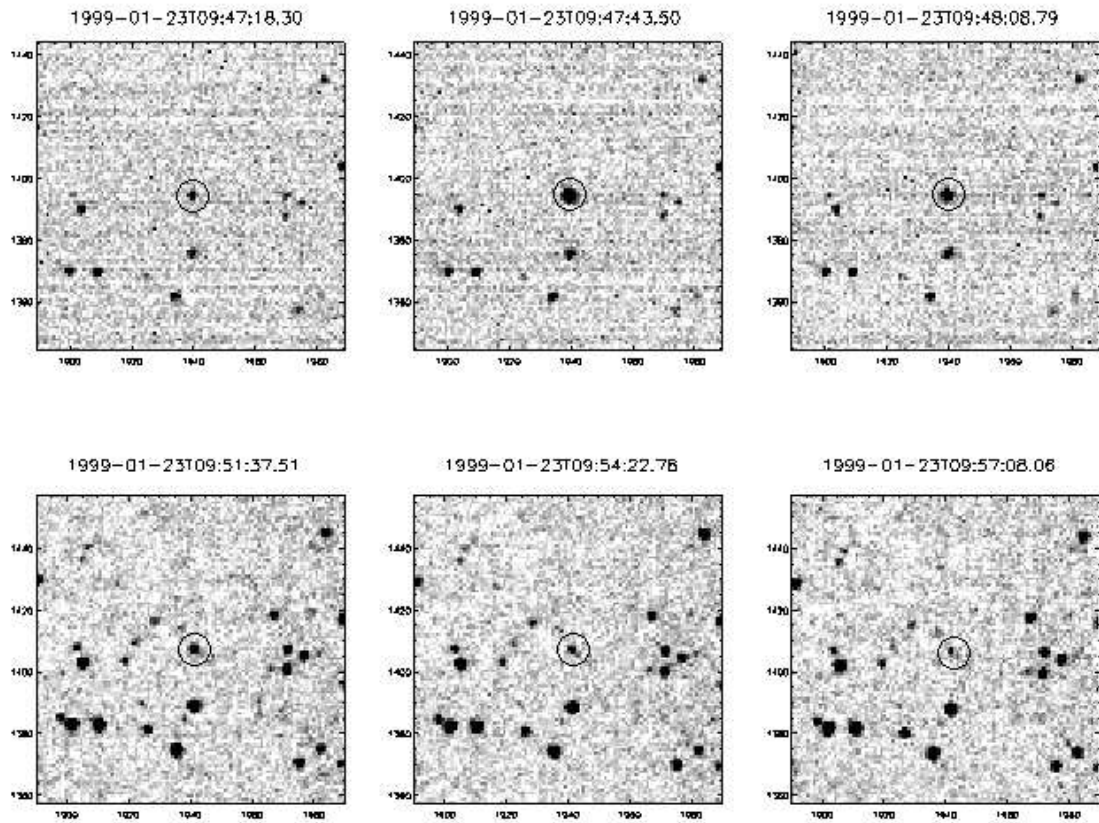


図 1.5: ガンマ線観測衛星 ROSAT がガンマ線バースト 990123 を捉えた 22 秒後から、地上の自動監視システム ROTSE が撮影した画像。撮影開始から約 50 秒後には明るさが最大になり、約 9 等級になった。

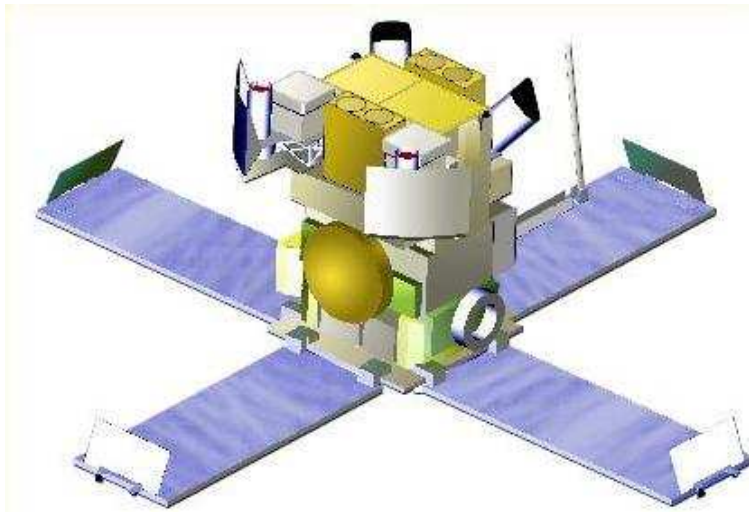


図 1.6: HETE-2 衛星。重さ 150 kg で、下側を太陽方向に向け、上側に取り付けられた観測装置は反太陽方向を指向する。

以下に 3 種類の観測装置の特徴をまとめる。

- **WXM (Wide-field X-ray Monitor)**

WXM は、理化学研究所とアメリカのロスアラモス研究所により設計開発された、1 次元の位置感応型比例計数管と 1 次元符号化マスクにより構成される X 線観測装置で、2 ~ 25 keV のエネルギー範囲に感度を持つ。天体位置決定は、検出器上に射影される符号化マスクの影のパターンの測定結果に基づいて行われる。この方法では、1 次元の位置のみの決定であるので、互いに直行する向きに同種の検出器を配置し、天体の位置を一意的に決定する。60° × 60° の天体領域を観測し、年間約 20 個のガンマ線バーストを、約 10 分角の精度で位置決めを行ない、HETE-2 衛星の位置決めの中心的役割を担う。

- **TRAGATE (FREnch GAMMA TElescope)**

FREGATE は、フランス宇宙線研究所で設計/開発された、NaI シンチレーターと光電子増倍管により構成される観測装置である。位置決定能力は持ち合わせていないが、搭載されている観測装置の中で検出有効面積がもっとも広く、ガンマ線バーストに対するトリガーの生成において重要な役割を担っている。また、トリガーの生成を行うと同時に、8 ~ 400 keV のエネルギー範囲でスペクトルスコーピーを行う。

- **SXC (Soft X-ray Camera)**

SXC は、MIT で設計/開発された、X 線 CCD と 1 次元符号化マスクで構成された観測装置であり、0.5 ~ 14 keV に感度を持つ。位置決定の原理は WXM と同様であるが、符号化マスクのスリット幅が狭くなっていること、検出器の位置分解能が良いこと、衛星の姿勢を

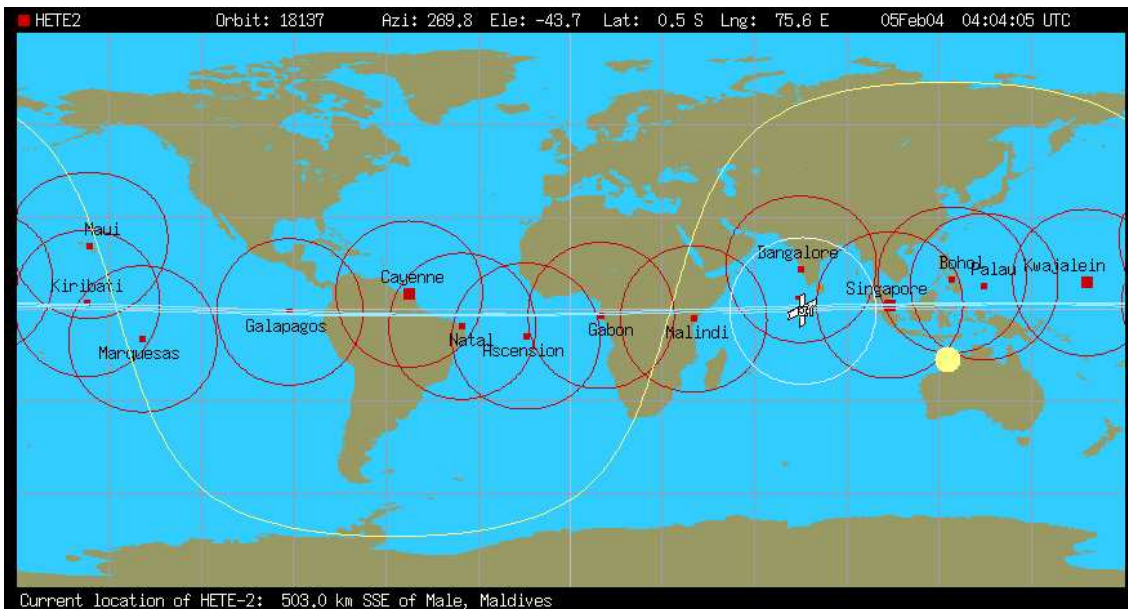


図 1.7: 主地上局と副地上局の地図 (赤い大きな四角印が主地上局 (Kwajalein、Cayenne、Singapore))。ガンマ線バーストの位置座標をほぼリアルタイムで、これらの地上局のネットワークを経由して MIT の管制センターに伝達する。この情報は即座に GCN に渡され、世界中に配信される。

同じ場所に取り付けられた可視光のカメラで補正することにより、約 10 秒角での位置決定が可能であるが、有効面積が小さいので感度は低い。また、軟 X 線領域でのガンマ線バーストの観測を初めて行う観測装置である。

1.4.2 位置精度と速報性

HETE-2 の位置決定は、WXM と SXC の 2 つの観測装置で行われる。典型的なガンマ線バーストの明るさでは、WXM での位置決定精度は 10 分角程度である。それよりもさらに明るいものであると、SXC により 10 秒角の精度で決定される。これらの精度で位置決定が行われるガンマ線バーストは、WXM で年間 20 個、SXC で年間数個と期待されている。

速報は、バーストが発生すると軌道上で位置計算を実行し、地上 12 ヶ所に配置された地上局 (図 1.7) の中で最も近い局と通信をとり、地上に位置速報を伝達し、GCN (GRB Coordinates Network) を介して約 10 秒後には、発生位置の座標が世界中に配信される。

1.4.3 特長

HETE-2 衛星の特長は、ガンマ線バーストの詳細な観測に必要な、“正確な位置”を“短時間”に速報するという 2 つの要素を兼ね備えていることである。BATSE は、HETE-2 とほぼ同じ程度

の速報能力を兼ね備えていたが、その位置精度は、約 5° 角と非常に広がった。ROTSE は、 18° 角という精度を持っていたので、この粗い位置決定精度をカバーすることができたが、13~14 等級という浅い検出限界に制約されていた。BeppoSAX は、正確な位置速報が可能であったが、速報までに約 3 時間以上も要したため、迅速な追観測を行うことはできなかった。

しかし、HETE-2 の位置決定精度 (10 分角) に対応した望遠鏡であれば、より暗い可視光フラッシュや、早い段階での残光を捉えることが可能である。

1.5 ガンマ線バースト 自動追観測システム RIBOTS

RIBOTS (Riken-Bisei Optical Transient Seeker) は、HETE-2 の位置速報をもとにガンマ線バーストの追観測を行う“ガンマ線バースト可視光自動追観測望遠鏡”である。RIBOTS の目的は、バースト発生約 1 分以内に発生位置を HETE-2 より受け取り、即時に発生方向に望遠鏡を向け、バースト発生最中の可視光フラッシュや早期残光を捉えることである。また、HETE-2 の正確な位置情報を用いることで、従来の広視野観測システムより高感度の望遠鏡を使ったシステムを採用でき、より深い観測が可能である。

RIBOTS に使用している望遠鏡、天体撮像用冷却 CCD カメラはいずれも市販品で構成されている。現在すでに美星天文台 (岡山県) と宮崎大学の 2 台が稼働しており、追観測を実施している。これに引き続き、本研究では 3 号機として東工大の屋上に同システムの立ち上げを行った。

第2章 東工大ガンマ線バースト追観測システム

この章では、東工大における、ガンマ線バースト追観測システムの開発目的・装置についてまとめる。

2.1 開発の目的

近年の可視光フラッシュ (GRB 990123) の発見や、早期からの詳細かつ緻密な残光観測の成功 (GRB 021004, GRB 030329) により、バースト発生直後からの迅速な追観測が、ガンマ線バーストの正体に迫る上で非常に重要であることが分かった。この発生直後からの迅速な追観測を行うためには、ガンマ線バーストの位置を正確かつリアルタイムに速報することと、この速報に対してすばやく追観測を行う体勢が必要である。前者は、2000年10月9日に打ち上げられた HETE-2 衛星によってなされる。

本システム開発の目的は、HETE-2 衛星からの位置速報を自動的に受け、バースト発生中および、直後からの追観測を実施し、可視光フラッシュや早期残光を捉えるところにある。また、捉えた残光からさらにバースト位置を精度よく求め、全世界に通報するところにある。

2.2 システム構造

ガンマ線バーストが HETE-2 衛星により観測されると、1分以内に30分角の精度の位置情報が GCN (GRB Coordinate Network) を介して速報される。東工大観測システムは、この位置情報をインターネットを用いて GCN より自動的に受信し、自動的に対応天体の方向に望遠鏡を向け、追観測を開始する。その概要を (図 2.1) にまとめる。

2.3 望遠鏡収納小屋

格納小屋の屋根は通常ドーム型が用いられる。しかしドーム型は小屋全体が動く開閉方式なので、その移動に時間がかかり、それだけで観測が遅れてしまう。この問題を、全開型の屋根を取り入れることによって改善した。屋根の形は、可能な限り広い範囲に視界を持つために、下に開く造りになっている (図 2.2)。また、PC からの小屋の制御が可能であり、屋根の開閉を自動的に

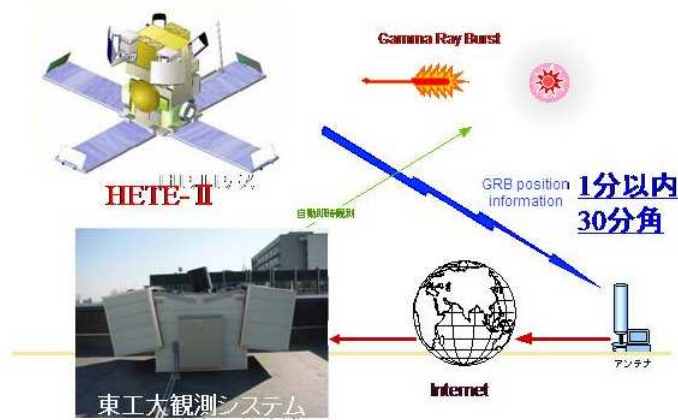


図 2.1: 東工大観測システムの概要図。ガンマ線バーストを HETE-2 衛星が捉えると、その位置情報を 1 分以内、30 分角の精度で地上に通報する。それを GCN を介して受け取り、自動的に観測を開始する。

行うことができる。また、停電時には、自動的に屋根が閉まるような造りになっている（“反重力ルーフ”）。

通常小屋の中には、小型望遠鏡 (Meade / LX200-30)、冷却 CCD カメラ (Apogee / AP6E)、CCD カメラ制御用のパソコン (Windows 2000) が収納されている。また、小屋の外には雨滴センサー (アスザック / AKI-1805) が設置してあり、雨滴を感知すると小屋の屋根が自動的に閉じるシステムとなっている。



図 2.2: 望遠鏡収納小屋 (ヒューマンコム)。左図: 屋根 全開時、右図: 屋根 全閉時

2.4 望遠鏡

ガンマ線バーストを通報後、即時に効率よく追観測を実行するためには、望遠鏡に対して以下の条件が要求される。

1. HETE-2 衛星からの通報に即時応答し、目標座標に導入する“駆動性”
2. 可視光フラッシュ、早期残光を十分捉えるだけの“感度”
3. バースト発生位置の誤差範囲を一度に網羅できる“広い視野”
4. 市販の PC からの“容易な制御”
5. 安価で入手が容易な“汎用性”
6. アマチュア天文家の間に広く普及している“信頼性”

Meade 社の LX200-30 (図 2.3) は、以上の条件を同時に満たしている。バースト追観測時には視野を広げるために、レデューサー (F6.3) を用いて焦点距離を短くして使用する。高速導入できる駆動性を持ち、その導入速度は 6 度/秒である。また、RS232C によって PC からの制御が可能である。

LX200-30 のカタログ値を表 2.1 にまとめる。



図 2.3: 追観測に使用している 口径 30cm の小型望遠鏡・赤道儀 (Meade LX200-30)

有効径	304 mm
焦点距離	3048 mm
口径比	10
分解能	0.375 arcsec
総重量	60 kg (鏡筒 19 kg)
導入速度	6 deg / sec

表 2.1: Meade LX200-30 の仕様

望遠鏡 (LX200-30) の性能評価については、4 章で述べる。

2.5 冷却 CCD カメラ

CCD とは Charge Coupled Device を略した名称で、日本語では「電荷結合素子」と呼ばれている。多くの画素を持ち、各画素に蓄積される光情報を取り出すため、画素ごとの信号電荷を結合しながら転送する構造をしている。

東工大で使用する CCD カメラの機種は、Apogee 社の AP6E である (図 2.4)。その仕様 (カタログ値) を表 2.2 にまとめる。

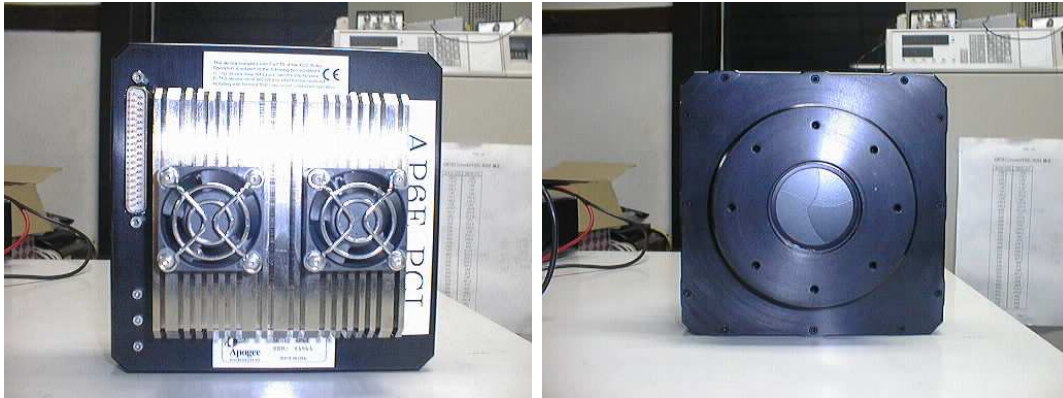


図 2.4: 左図: CCD カメラの背面 (空冷式なので、冷却ファンが 2 つ付いている)。右図: CCD カメラの受光面 (アイリス式シャッター (42mm))

特徴	画素面積大
CCD	Kodak KAF-1001E
Digital resolution	14 bits
Array Size (pixels)	1024 × 1024
Pixel Size	24 × 24 microns
Chip Size	24.6 mm × 24.6 mm
Sat.Signal	200,000 e ⁻
Read Noize	13 e ⁻
Gain	8 e ⁻ /ADU
Download time	1.5 sec
Cooling	38 - 42 deg below ambient temp
Temp Stability	± 0.1 deg

表 2.2: Apogee AP6E の仕様

CCD カメラのピクセルサイズによる解像度と受光面の大きさによる視野 $\omega(^{\circ})$ は、望遠鏡の焦点距離 f (mm)、CCD 画素サイズ L (μ m) とすると、

$$\omega = 2 \times \tan^{-1} \frac{(L/2)}{f} \quad (2.1)$$

の計算で算出できる。レデューサーを用いた場合を計算し、結果を表にまとめる。比較するレデューサーは F3.3 と F6.3 (F 値が小さいほど焦点距離は短い)。

レデューサー	1 ピクセル当たりの解像度	視野
F3.3	4.92"	84.0' × 84.0'
F6.3	2.58"	44.0' × 44.0'

表 2.3: レデューサーを使用した場合の、CCD カメラの解像度と視野

東工大システムでは、F6.3 のレデューサーを使用している。視野 44 分角であれば、HETE-2 衛星の位置通報誤差範囲を、ほぼカバーすることができる。

2.5.1 CCD の冷却方法

東工大にある CCD カメラ (Apogee, AP6E) の冷却方法は、ペルチェ素子¹を使った電子冷却式である。ペルチェ素子が 2 段階構造になっていて、外気温から $-38 \sim -42$ °C まで冷やすことができる (冷却性能については 3.2 を参照)。ペルチェ素子は冷やす反作用で熱が発生するので、この熱をカメラの外部に逃してやらなければ、冷却効果は弱められてしまう。AP6E は空冷式構造であり、発生した熱を放熱板を通じてカメラ本体の外側へ伝え、カメラの背面に設けてある放熱フィンで熱を放出する (図 2.4)。この構造だと、無風状態は冷却効果が極端に悪くなり、CCD チップの温度が低くならず冷却温度が不安定になることがある。

2.5.2 構造と仕組み

CCD カメラの受光部の材質は Si が使用されており、半導体の上面には絶縁層を介して、各画素ごとに電極が設けられ、それぞれに配線が埋め込まれている。半導体内部には区分けはないが、非常に細かな多数の電極が個々の画素に分割されている。電極にかかる電圧や電気極性をコントロールすることによって各画素の半導体内部の電界の変化を利用して、受けた光の強度に比例した数の電子を蓄えることができる。半導体内部にはもともと自由電子はないのだが、受光部に光が当たると、光子エネルギーにより光電効果が引き起こされ、自由電子が発生する。露光を終了すると、半導体内の電極直下に蓄えられた電子が集められる (図 2.5)。

¹電流を流すことによって一方の面は温度が下がり、反対側の面は温度が上がるという特性を持つ半導体

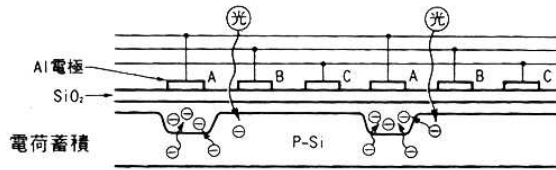


図 2.5: 半導体内の電子状態: 受光部に光が当たると、光子エネルギーにより光電効果が引き起こされ、自由電子が発生する。

2.5.3 電荷転送方法

露光が終了すると、各画素に蓄積された電荷は転送され、電気信号として外部に出力され、さらにデジタル化される。

この転送方法は図に示されているように 2 段階で成されている。まず、垂直方向に、水平転送部へ電荷の配列を転送する。次に水平転送部で水平方向に出力増幅器へ順次転送されるのである (図 2.6)。

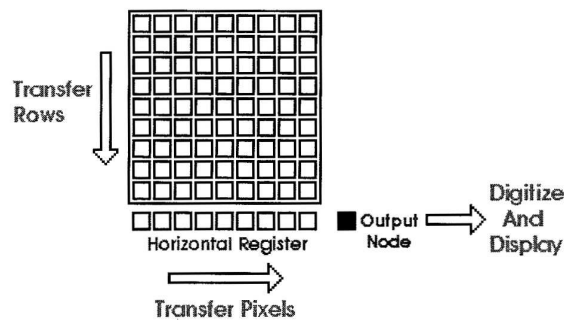


図 2.6: 電荷転送方式。電荷は 2 段階の過程を経て出力される。まず垂直方向に電荷の配列を転送し、次に水平方向に転送する。

2.5.4 CCD カメラの優位性

CCD チップは受光部の面積が小さい。一般に望遠鏡は、口径は大きくなる程 焦点距離も長くなるので、視野がかなり狭くなり、一度に広い範囲を撮ることができない。写真観測に比べて、観測能率の面で大きな欠点となっている。それにも拘らず、CCD を用いる長所を以下に述べる。

- 感度が高い

量子効率が CCD カメラだと 20-80% ほどもある (図 2.7)。写真の量子効率が 1% にも満たないことを考えると、桁違いに感度がよいと言える。

- ダイナミックレンジが広い (階調が豊富)

AP6E は ビット数が 14 ビットなので 16384 階調ある。星雲のように中心部と周辺の淡く広

がった部分に大きな光度差がある場合、写真ではこれらを同時にとらえて表現することは不可能だが、CCD カメラならば、明るい天体から暗い天体まで、幅広い光度差を許容階調範囲内に同時に写し込むことができる。

- 撮像直後に画像をチェックできる

写真撮影では、フィルムを現像するまで写り具合を確認できない。しかし CCD カメラの観測は、撮像ごとに画像をチェックできるので、フォーカスを合わせやすい。

- 輝度特性が直線に近い

- デジタル画像を出力するので、コンピューター上で画像処理するのに都合がよい

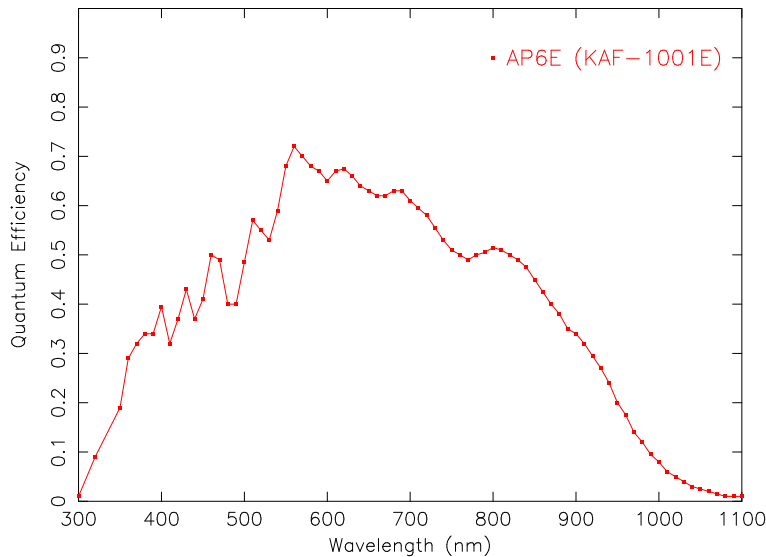


図 2.7: 波長ごとにみる CCD カメラの量子効率: AP6E (KAF-1001E) の量子効率を表示。

これらが主な理由である。他には、輝度の測定が簡単にでき精度がよい、各素子の配列が正確で受光面の平面性がよいため位置測定の精度がよい、個々の画素ごとの感度ムラを補正できる、などが挙げられる。

CCD カメラ (AP6E) の性能評価については、3 章で述べる。

2.6 天候判断

2.6.1 雨センサー

全システムを自動化するためには、天候判断が重要な問題となってくる。精密機器である望遠鏡や CCD カメラは、できるだけ雨に当たらないようにしなくてはならない。

そこで、最も簡易的かつ低価格に天候判断を行うため、高速道路の情報版の天候案内にも使用されている、信頼性の高い雨滴センサー (AKI-1805) を使用する。雨滴センサーが“雨”と判断してから、小屋の屋根が閉じるまでの時間を短縮するため、雨滴センサーの信号は小屋に内蔵されたシーケンサーに直接入るように設置し、作動時には、即時に屋根が閉じるようにシーケンス制

御を行う。

東工大で使用している雨滴センサー (AKI-1805) は、センサーをヒータで暖めているため、湿度・結露などによる誤動作を防ぐことができ、また、雨に当たった後のセンサー面の乾き上がりも早い。

電源電圧 (V)	12	14	16	18	20	22	24
センサー面相對温度 (°C)	+6	+8	+10	+13	+15	+19	+22

表 2.4: 電源電圧値とセンサー面温度の関係

★ センサー面相對温度 = センサー面温度 - 外気温

表 2.4 より、センサー面温度は、電源電圧 24 V をかけると外気温 +22 °C となることが分かる。これではセンサー面が熱くなりすぎるため、霧雨や小雨に対する感度がほとんどなくなってしまふ。そのため、抵抗を挟んでセンサーへの供給電圧を調整する。消費電流と電源電圧の関係は、以下の式で与えられている。

$$\text{消費電流} = 10(\text{mA}) + \text{電源電圧 (V)} / 526(\text{k}\Omega) \quad (2.2)$$

電源電圧には 24 V 与えるので、消費電流は 55.6 mA となる。これに対して抵抗値を変えて、センサーへの供給電圧の変化を調べる (表 2.5、2.8)。

抵抗値 (Ω)	82	100	120	150	180	200	220
計算値 (V)	19.44	18.44	17.33	15.66	14.0	12.88	11.76
測定値 (V)	20.31	19.61	18.90	17.89	16.97	16.23	15.79
センサー面相對温度 (°C)	-	+15.9	+12.1	+12.0	+11.0	+9.9	+8.9

表 2.5: 電源とセンサーの間に抵抗を挟んだときの、電圧値 (計算値、測定値) とセンサー面温度の関係

電源電圧推奨値は 15 V となっているので、220Ω の抵抗を挟むことにする。このときの、センサー面温度は 外気温 + ~9 °C であった。外気温 25 °C のときには、霧を発生させてから 40 秒で反応を示した (図 2.9)。

2.6.2 気象モニター

観測条件を知るために、気象モニター (ウェザーモニター II、AOR) を設置する。測定するのは、気温 (室内 / 室外) ・湿度 (室内) ・風向 ・風速 ・気圧。その仕様を、表 2.6 にまとめる。

気象モニターは現在、まだ稼働していないが、今後 PC 上でモニターの情報を読み取れるようにする。

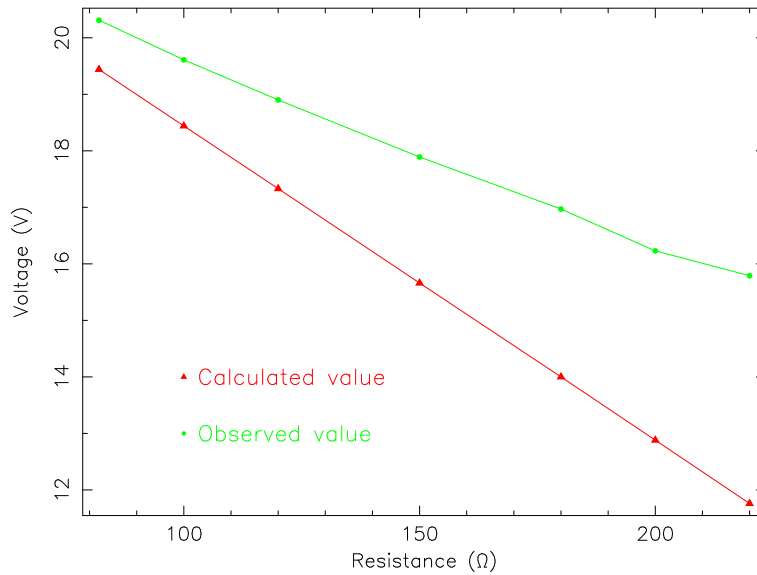


図 2.8: 抵抗値と出力電圧値の関係: 計算値と実測値の比較。丸点は測定値、三角点は (2.2) 式から計算によって求めた電圧値。

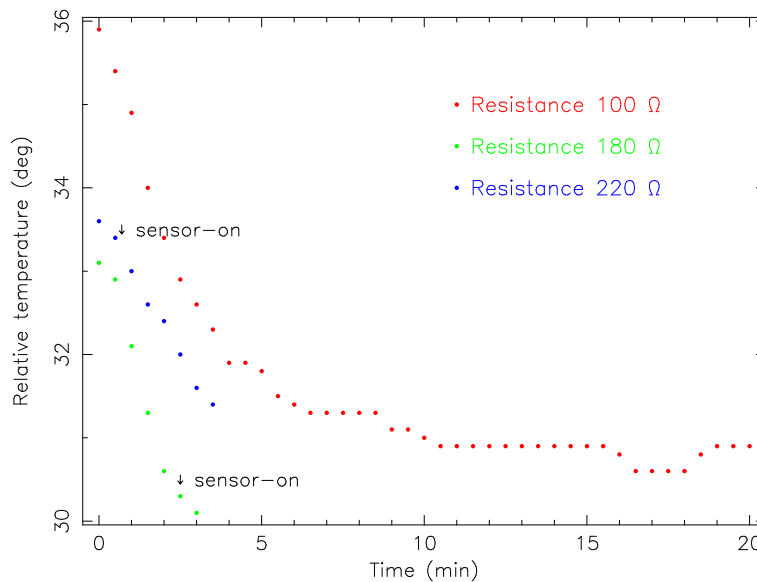


図 2.9: 霧発生からの時間とセンサー面温度の関係 (外気温 25 °C の場合)

2.6.3 冷風器

東工大の CCD カメラは空冷式であるため、冷却温度は外気温に左右される。そこで、CCD カメラの冷却効率を上げるために冷風器 (トヨトミ / TDB-12DE) を使用する。その仕様を、表 2.7 にまとめる。

現在は、まだ設置していない状態である。今後、冷風器を収納しておく小屋を望遠鏡小屋の側に設置し、そこからホースを使って望遠鏡小屋 (特に CCD カメラ) に冷風を引く予定である。

時刻	24 HR : 00:00 ~ 23:59 ; 1 秒単位
室内温度	0 ~ 60 ; 0.1 °C / 1 °C 単位
屋外温度	-45 ~ 60 ; 0.1 °C / 1 °C 単位
室内湿度	10% ~ 90% ; 1% 単位
風速	0 ~ 56.0 ; 0.1 m/s 単位
風向	0° ~ 360° ; 1°/10° 単位
気圧	880.0 ~ 1080.0 ; 0.1 mb 単位

表 2.6: ウェザーモニター II の仕様

項目	型式	TDB-D12DE
電源		100 V 50 / 60 Hz
冷風能力	KW	0.98 / 1.16
消費電力	W	冷風 370 / 430
風量	m ³ /min	3.4 / 4
除湿量		11 / 14 (L / day)
タンク容量	L	2.4
高さ	mm	660
幅	mm	266
奥行	mm	354
質量	kg	19

表 2.7: TDB-D12DE の仕様

第3章 冷却CCDカメラの特性評価

3.1 冷却温度と露出時間によるダークノイズのレベル特性

CCD は、光が全く当たっていない状態でも、暗電流という熱的に発生する電流が生じ、画素ごとにレベルが違う電荷信号が出力され、画像にはランダムノイズとして表れる。この暗電流によるノイズも含め、光が当たらなくても存在する輝度値を“ダークノイズ”という。しかし、CCD は冷却することにより暗電流が減る特性がある。

使用する CCD カメラは、CCD チップの冷却温度を設定することが可能であり、また、その温度を読み出すこともできる。そこで、その機能を利用してこの特性を実際に測定により確かめる。

CCD チップの冷却温度を 5℃、0℃、-10℃、-20℃ に設定して、それぞれの温度について、露出時間を変えてダークノイズ値を測定した。結果を図 3.1 に示す。

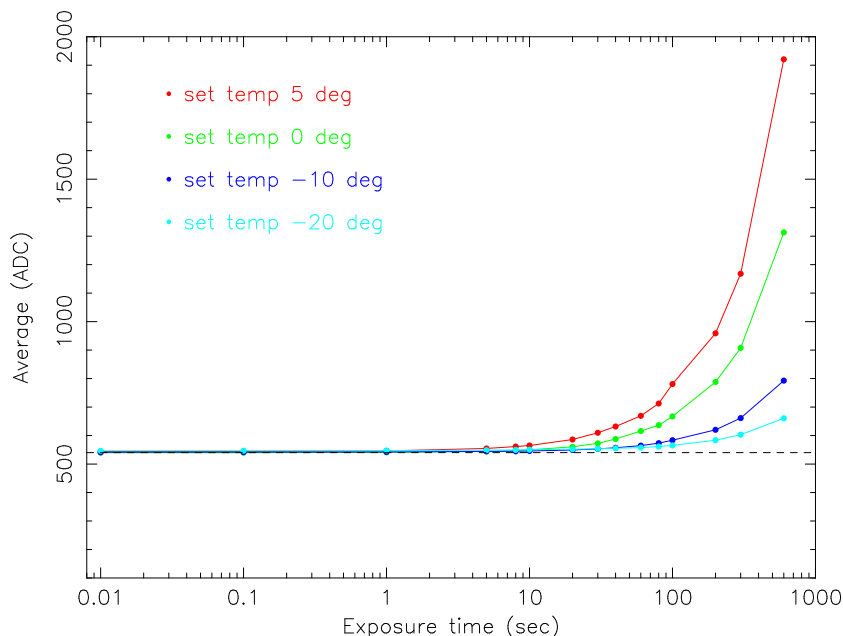


図 3.1: CCD の冷却温度と露出時間によるダークノイズのレベル特性。(横軸: 露出時間 (秒)、縦軸: CCD 平均出力値 (ADC))

露出時間 10 秒までは、冷却温度に関わらずダークノイズ値 (暗電流ノイズではなく、読み出し

ノイズ¹やバイアス²が主)はほぼ一定であるが、それ以上の露出時間になると、露出時間の増加に伴うダークノイズの増加が少なくなることが確認できた。よって、CCD カメラは可能な限り温度を下げて使用する必要がある。

3.2 冷却性能

CCD カメラは、使用する前に冷却しておかなければならない。それゆえ、CCD チップが設定温度まで冷却され、その温度が安定するまでにどのくらい時間がかかるのかを調べておく必要がある。

外気温 30℃ の場合の冷却性能

温度を 30℃ (夏場を想定) に設定した恒温層の中に CCD カメラを入れて、冷却開始からの時間と CCD チップの温度をそれぞれ測定する。このとき、CCD カメラに電源を入れた直後に読み出された初期温度は 14℃であった。

冷却温度を 10℃ (外気温 - 20℃)、0℃ (外気温 - 30℃)、-5℃ (外気温 - 35℃)、-10℃ (外気温 - 40℃) に設定してそれぞれ測定した。その結果を図 3.2 に示す。

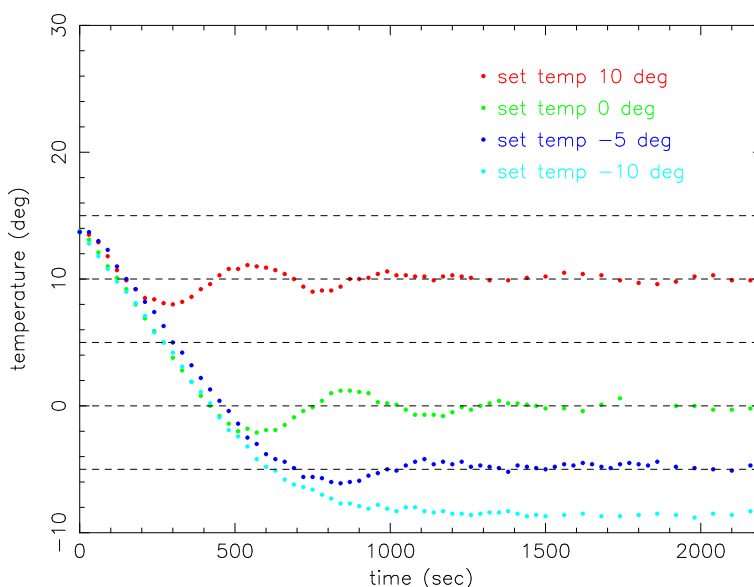


図 3.2: CCD の冷却時間と温度の関係: 外気温 30℃ の場合。(横軸: 冷却開始からの時間 (秒)、縦軸: CCD チップの温度)

外気温 0℃ の場合の冷却性能

次に、温度を 0℃ (冬場を想定) に設定した恒温層の中に CCD カメラを入れて、冷却開始からの時間と CCD チップの温度を測定する。このとき、CCD カメラに電源を入れた直後に読み出さ

¹電荷転送中や電荷信号伝送中の増幅、スイッチングなどにより、電子回路で発生した電氣的ノイズ

²露出時間 0 のときに、バックグラウンドレベルが 0 にならないように、電氣的に出力値を持ち上げる補正のこと

れる初期温度は -15°C であった。

CCD チップの冷却温度を -20°C (外気温 -20°C)、 -30°C (外気温 -30°C)、 -35°C (外気温 -35°C)、 -40°C (外気温 -40°C) に設定したものをそれぞれ測定した。結果は図 3.4 に示す。

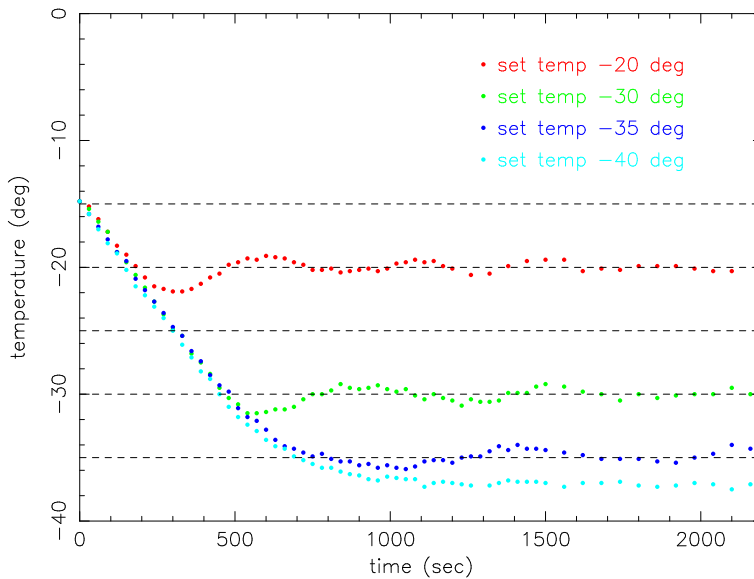


図 3.3: CCD の冷却時間と温度の関係：外気温 0°C の場合。(横軸: 冷却開始からの時間 (秒)、縦軸: CCD チップの温度)

以上の測定から、外気温に関係なく外気温 -30°C までは、十分冷却可能であることが分かった。CCD のチップが十分に冷却され、温度が安定するまでには約 30 分かかる。ただし、ある程度安定しても、常に $\pm 0.5^{\circ}\text{C}$ 程度の温度のゆらぎがある。

外気温 -35°C に冷却温度を設定すると、冷却温度には達するが、安定性が悪く、 $\pm 1^{\circ}\text{C}$ の温度のゆらぎがある。

外気温 -40°C には冷却することができなかった。外気温 30°C のときには、 -10°C に設定したときに -8.5°C 、外気温 0°C のときには、 -40°C に設定したときに -37.5°C 以下には冷却できなかった。よって、この CCD カメラの限界冷却能力は外気温 -38°C 程度である。

以上の結果から、最適冷却温度は外気温 -35°C ~ -30°C であることが確認できた。実際の観測時には、外気温 -30°C に設定している。

続いて $\pm 0.5^{\circ}\text{C}$ の温度のゆらぎが、ダークノイズ値に影響するのかを調べる。CCD チップの冷却温度を -20°C 、 -21°C に設定して、それぞれ 20 枚ずつダークフレームを取得し、各ピクセルごとのダークノイズ平均値を調べた。その結果を図 3.4 に示す。

露出時間が一定で、冷却温度が異なる露出ではダークノイズに差が生じる。しかし 1°C の差では、ダークノイズ全平均値にして差は 0.55 ADC である。同じ冷却温度でも、20 回繰り返し測定したことによるダークノイズ値のゆらぎが存在するので、この違いはそのゆらぎの範囲に入ってしまうものとしてみなせる。ゆらぎ (再現性) については、3.4 節で改めて測定を行う。

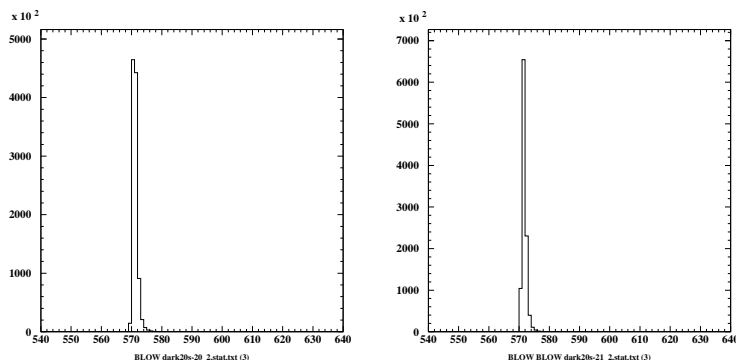


図 3.4: 左図: CCD チップ冷却温度 -20°C のときのダークノイズ値の頻度分布、右図: -21°C のときのダークノイズ値の頻度分布 (横軸: ダークノイズ値 (ADC)、縦軸: 頻度)

3.3 欠陥ピクセル

3.3.1 ホットピクセル

ホットピクセルは、著しく高い値のダークノイズを示すピクセルのことである。ホットピクセルは、ダークフレームを引いた後のイメージに白い点として表れる。図 3.5 のように、ダークノイズのまとまった分布から外れた大きな値を示すピクセルが“ホットピクセル”である。

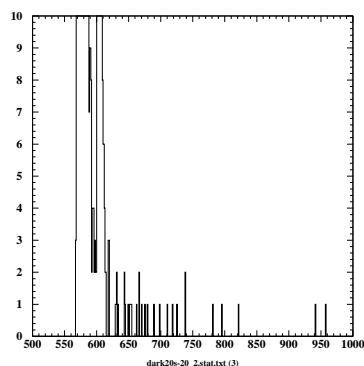


図 3.5: CCD チップ冷却温度 -20°C ときのダーク分布 (縦軸: 頻度、横軸: ダークノイズ値 (ADC))

まずダークノイズのヒストグラムを参照する (図 3.6)。

ダークノイズ値の分布には 2 つ山がある。ここでは、2 つ目の山の始め (ダークノイズ値が 600 ADC) 以上の値を持つピクセルと、2 つ目の山が終わったところ (ダークノイズ値が 615 ADC) 以上の値を持つピクセルを、図 3.7 に表示する。

これより 2 つ目の山は $x = 1$ のピクセルが示している値であることが分かる。これは、ホットピクセル列 (ワームピクセル列) であると考えられる。ホットピクセルの分布図から、高い輝度値を示すピクセルは、受光面の左側 ($x < 500$) に集中しているように見える。

600 ADC 以上のダークノイズ値を持つピクセルをホットピクセルと判断し、結果を表 3.1 にま

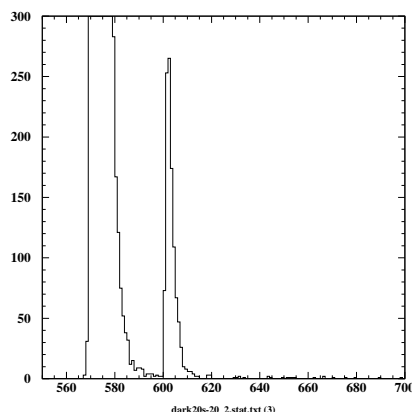


図 3.6: CCD チップ冷却温度 -20°C 、露出時間 20 秒のときのダーク分布 (横軸: ダークノイズ値 (ADC)、縦軸: 頻度)

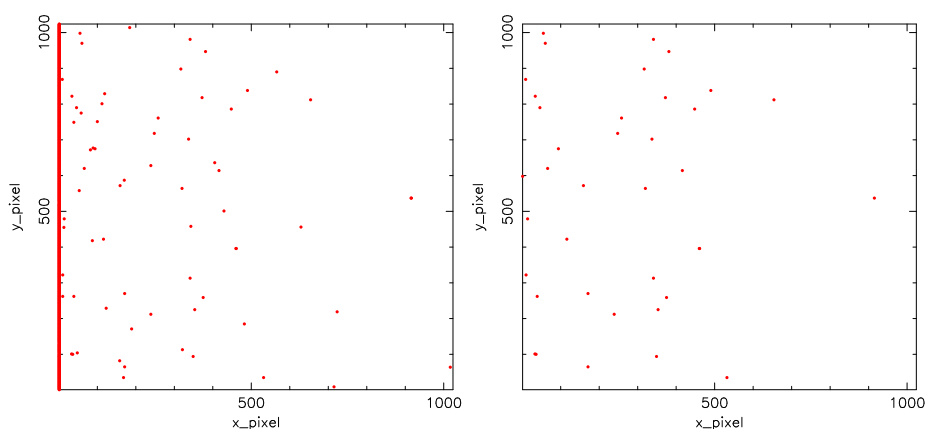


図 3.7: 左図: CCD カメラの受光面 (pixel 配列) におけるダークノイズ値が 600 ADC 以上を示すピクセルの分布図、右図: 615 ADC 以上を示すピクセルの分布図

とめる。

ホットピクセルの数	ホットピクセル群	ホットピクセル列
65	0	1

表 3.1: ホットピクセルの数

★ “ピクセル群” とは、近隣の 5 つ程度のピクセルがホットピクセルであるものをいう。

3.3.2 デッドピクセル

デッドピクセルとは、ピクセルの輝度値が、0 ADC または、ある決まった低い値を示すピクセルのことである。ダークフレームを引き算した後、ホットピクセルの部分も同じように低い値 (時にはマイナス値) をとるが、これはデッドピクセルではないので注意する。

まずフラットフレームを取得し、ダークフレームを引き算する。その輝度値の分布を図 3.8 に示す。

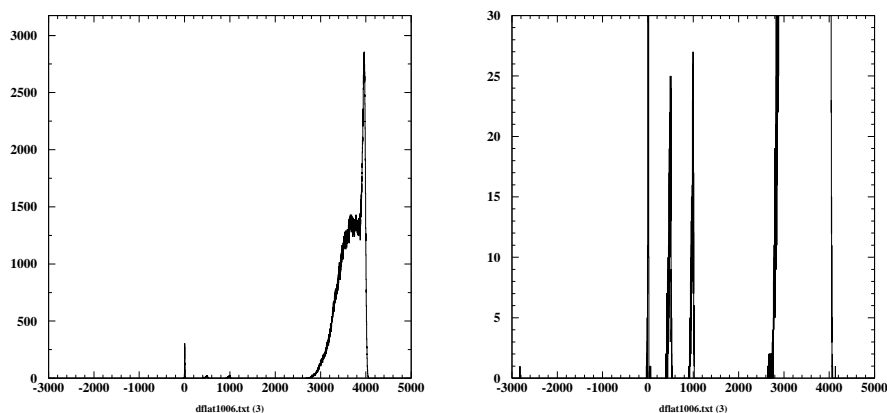


図 3.8: 左図: フラットイメージの輝度分布 (横軸: CCD 出力値 (ADC)、縦軸: 頻度)、右図: 拡大図 (縦軸の範囲を 0 ~ 30 に縮小)。出力値が 0 を示すものがいくつかある。

図 3.8 (左図) より、ほとんどのピクセルが輝度値 3000 - 4000 ADC を示しているのが分かる。この分布から外れて、小さな値を示すものを“デッドピクセル”と判断する。

図 3.8 (右図) より、輝度値 0 ADC、500 ADC、1000 ADC のところに分布しているのが分かる。よって、これらをデッドピクセルと判断した。

図 3.8 (右図) において $-3000 (< 0)$ ADC の輝度値を示すピクセルが 1 つある。これは、前節でダークノイズ値 3680 ADC を示す“ホットピクセル”と判断されたピクセルと一致するので (図 3.9)、フラットフレームから差し引いたことによって、マイナス値をとっている。

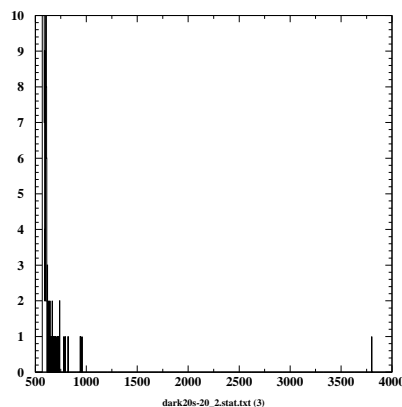


図 3.9: CCD 冷却温度 -20°C ときのダーク分布 (横軸: CCD 出力値 (ADC)、縦軸: 頻度)

結局、 $x = 1024, y = 1021, 1022, 1023, 1024$ の 5 列がそれぞれデッドピクセル列である (図 3.10)。最後に、ホットピクセル、デッドピクセルの欠陥ピクセルの数を表に示す。

AP6E (KAF-1001E) (§2.5 参照) には 3 段階のグレード (C1 ~ C3) があり、東工大のカメラは

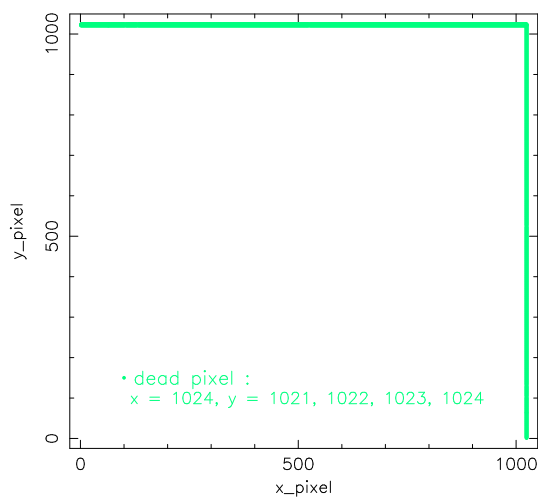


図 3.10: CCD カメラの受光面における デッドピクセルの分布図

一番下のグレードの C3 にあたる (<http://www.ccd.com/images/kaf-1001e.pdf> 参照)。グレードごとの欠陥ピクセルの標準値も表に載せて、東工大カメラとの比較を行う。

グレード	欠陥ピクセルの数	欠陥ピクセル群	欠陥ピクセル列
C1	20	2	0
C2	40	10	0
C3	80	20	10
東工大カメラ (C3)	65	0	6

表 3.2: CCD カメラのグレードごとに見る欠陥ピクセルの数。グレードは C1 ~ C3 の 3 段階になっており、東工大のカメラは C3 である。

★ “ピクセル群” とは近隣の 5 つ程度のピクセルが欠陥ピクセルであるものをいう

東工大で使用している CCD カメラは C3 だが、本来のグレード C3 の性能と比較すると、優秀であることが分かる。

3.4 各ピクセルごとの再現性

全く同じ条件で撮像しても、CCD のダークノイズ値はゆらぎを持っていて、完全にはカウント数を再現しない。一定の冷却温度で、露出時間を変えた場合、各ピクセルごとのダークノイズの再現性がどのように変化するかを見る。

一定の温度 (CCD チップの冷却温度 0℃と -20℃の 2 通り) において、様々な露出時間で、ダークフレームをそれぞれ 20 枚ずつ連続して測定する。全 100 万 (1024 × 1024) ピクセルそれぞれに対し、20 回のダークノイズ値の標準偏差 σ を計算して、その度数分布から得られる 50%

値 (中央値)、90% 値、99% 値を調べた (図 3.11、3.12)。

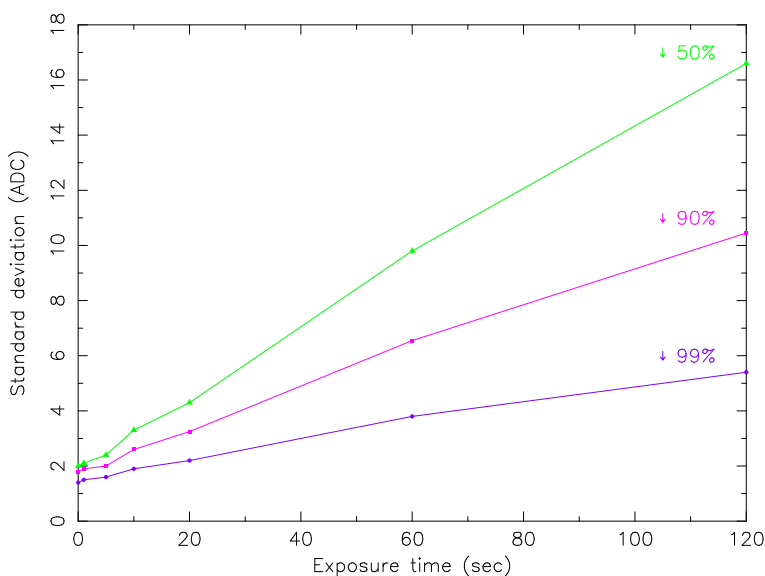


図 3.11: CCD チップ冷却温度 0°C のときの、各ピクセルごとの CCD 出力値のばらつき / 中央値、90% 値、99% 値 (横軸: 露出時間 (秒)、縦軸: CCD 出力値のピクセルごとのばらつき)

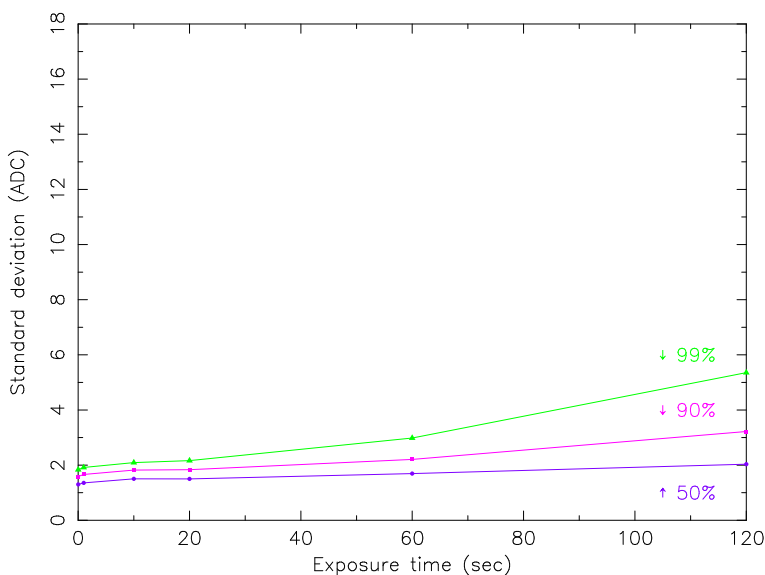


図 3.12: CCD チップ冷却温度 -20°C のときの、各ピクセルごとの CCD 出力値のばらつき / 中央値、90% 値、99% 値 (横軸: 露出時間 (秒)、縦軸: CCD 出力値のピクセルごとのばらつき)

外気温に関わらず、CCD 出力値のばらつきは、露出時間の増加に伴い増加する。つまり、露出時間が長くなるほど、CCD 出力値の“再現性がなくなる”ということである。しかし、その変化量は CCD チップの冷却温度が低いほど小さい。再現性の点においても、CCD カメラはできるだけ温度を低くして使用するのが良いと分かった。

3.5 外気温の差によるダークノイズ値の変化

一定の CCD チップ冷却温度の下でのダークノイズ値は、外気温が変化しても一定であるかを測定する。

CCD チップの冷却温度を一定 (-15°C)、露出時間一定 (20 秒) で、様々な外気温の下でのダークノイズ値を測定した (図 3.13)。

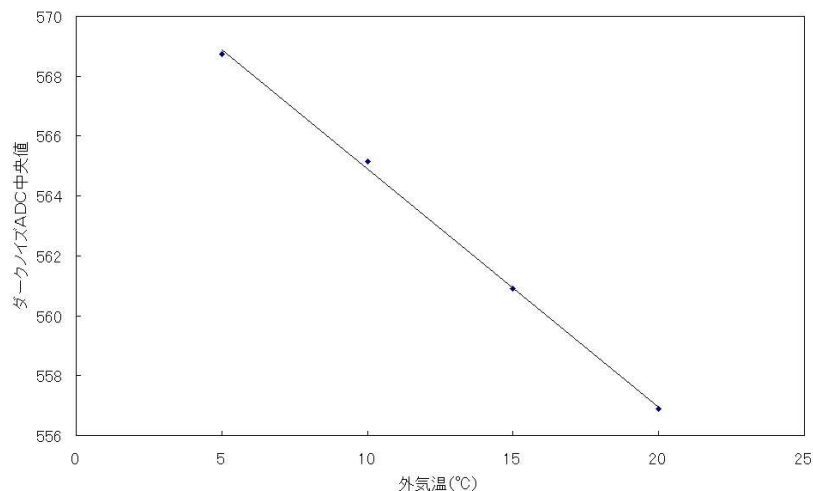


図 3.13: 外気温の異なる環境で、CCD 冷却温度 -15°C に設定したときのダークノイズ値の変化 (横軸: 外気温 ($^{\circ}\text{C}$), 縦軸: ダークノイズ値 (ADC))

CCD チップの冷却温度を同じ値に設定しても、外気温の変化によって、ダークノイズ値が変化することを確認した。同じ冷却温度に設定しても、冷却温度と外気温の差が大きいほど、ダークノイズ値が減少している。つまり、CCD チップの温度が実際の設定温度より下がっているということになる。これは、CCD チップと冷却温度を読み出すためのセンサーが別の場所に設置してあり、しかもセンサーが外気温に影響を受けやすい位置にあるためと考えられる。それゆえ、外気温が高くなれば、センサー温度も影響を受けて高くなるので、CCD チップはそれを下げようとして、さらに冷却すると考えられる。

測定より、一晩で 5°C 気温が変化すると、ダークノイズ値は約 4 ADC 変化するということが分かった。この変化量は、同じ 20 秒露出のゆらぎのグラフと比較すると、そのばらつきよりも大きいことが分かる。

天体を撮像するときにも、空の明るさのゆらぎによって、その輝度値にばらつきは出るが、もし外気温によるダークノイズ値の違いが輝度値のゆらぎよりも大きいならば、補正する必要があるが出てくる。

3.6 CCD 出力の直線性テスト

露出時間をコントロールすることで、CCD 出力の直線性を確認する。

3.6.1 測定・解析

この試験では、光源を LED として、電源には乾電池を使用する。また、diffuser として CCD カメラ窓の前にトレーシングペーパーを固定し、CCD カメラに LED の光があたるように配置する。光源も CCD カメラも動かないようにしっかり固定する。

露出時間を等差にして、CCD 出力のダイナミックレンジをカバーするようにデータを取得する (1.2, 2.4, 3.6, ..., 24 秒)。それぞれの露出時間と同じ積分時間のダークも取得する。AP6E のシャッターはアイリス式なので、極めて短時間の露出では、CCD カメラの中心と周辺で正味の露出時間に差が出てしまう。そのため、最短シャッター時間を 1 秒以上となるように設定する。

取得したデータに対して、 $y = a \times t^n$ という関数でフィットする。ここで、 y : CCD の出力値 (ADC)、 a : 定数、 t : 露出時間、 n : 直線性指数 である。この結果を図 3.14 に示す。

次に、データを直線でフィットして、その回帰直線からのずれが $\pm 1\%$ 以内に入る ADC 値の範囲を調べる。この結果を図 3.15 に示す。通常は、この範囲内に CCD 出力値がおさまるような露出時間で観測を行う。

3.6.2 結果

フィッティングの結果 (図 3.14) から、 $n = 1.001 \pm 0.002$ であることが分かった。 n が完全に 1 であれば、リニアな出力を示すカメラということになる。東工大のカメラは誤差を考慮すると $n = 1$ とコンシステントであるから、良い直線性を示していると言える。また CCD 出力値は、 ~ 15000 ADC の範囲で良い直線性を示すことが分かった (図 3.15)。よって観測時の露出時間は、CCD 出力値がこの範囲におさまるように設定する。

3.7 ゲイン測定

ノイズの露光量依存性を調査することで、ゲインを測定する。

3.7.1 測定・解析

測定準備は直線性の試験と同じ。露出時間を等比にして、CCD ダイナミックレンジをカバーするようにデータを取得する。各露出時間につき、2 枚ずつ画像を取得しておく。

統計は全体ではなく、8 画素 \times 8 画素のサブアレイごとに求める。連続して取得した 2 枚の画

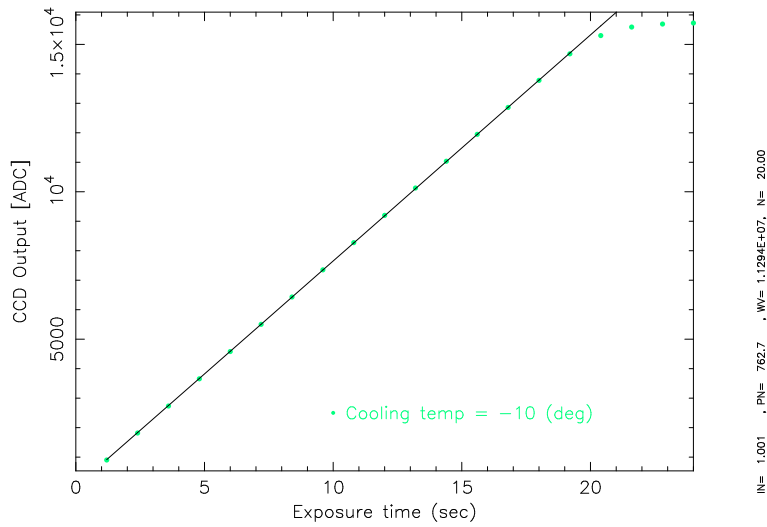


図 3.14: 露出時間に対する CCD 出力値をプロット (横軸: 露出時間 (秒)、縦軸: CCD 出力値 (ADC))。べき関数でフィッティングを行った。

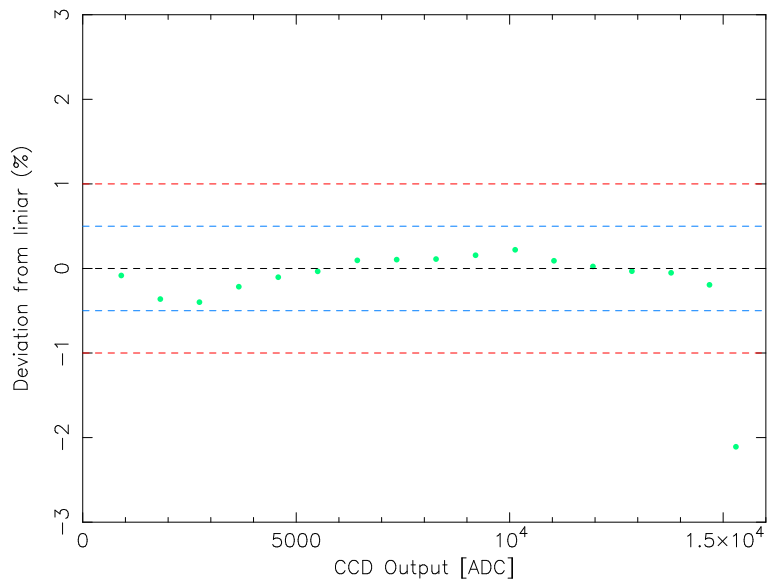


図 3.15: 1 次関数からの残差プロット (横軸: CCD 出力値 (ADC)、縦軸: fit 関数からの偏差 (%))

像の平均画像を作り、サブアレイ内の画素の平均値を求める。次に、連続して取得した 2 枚の画像の差の画像を作り、サブアレイ内の画素の標準偏差を求めて、 $\sqrt{2}$ で割る (1 枚あたりの標準偏差を求める)。この結果を、対数グラフにプロットし、傾き 1/2 の直線をフィットする (図 3.16)。 $\sigma = 1$ とフィットした直線の交点の水平軸の値がゲイン (e^-/ADC) である。

3.7.2 ゲイン測定に関する考察

CCD 上で蓄積される電子個数のばらつきはポアソン統計に従うと期待され、電子数が Se 個のときのばらつき (Ne) は $Ne = \sqrt{Ne}$ となる。このとき、 $\log Se$ vs $\log Ne$ のプロットは、傾き $1/2$ の直線に乗る。この様子を測定結果から、間接的に (AD 変換して) 知ることができる。たとえば、ゲイン (η) = $10 e^-/ADU$ のシステムであったとすると、CCD 上に蓄積された電子数が $Se = 100$ のとき、 $Ne = \sqrt{Se} = 10$ になる。このとき読み出された信号 (S) は $S = Se / \eta = 10$, そのばらつき (N) は $N = Ne / \eta = 1$ となる。 $Se = 10000$ のときは、 $S = 1000, N = 10$ となる。これら 2 つの S, N は、 $\log\text{-}\log$ の図の上で、ともに傾き $1/2$ の直線上に乗っている。

3.7.3 結果

フィッティングの結果、 $y(\text{sigma}) = 0.2954 \pm 0.0035 \times x(\text{average})^{1/2}$ の関数に乗ることが分かった。この関数が、 $y(\text{sigma}) = 1$ を通るときの x 座標を読み取ると、 11.46 ± 0.27 である。よってこの CCD カメラのゲインは、 $11.46 \pm 0.27 (e^-/ADC)$ である。

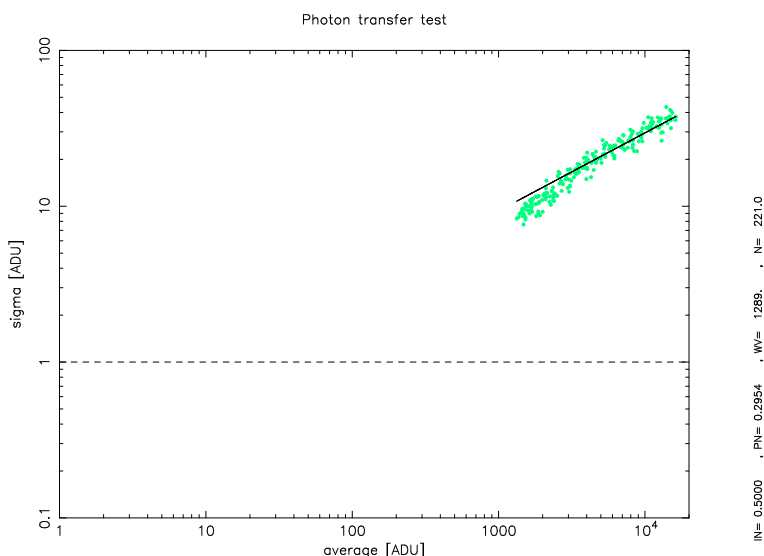


図 3.16: photon transfer plot を傾き $1/2$ の直線でフィッティング (横軸: CCD 出力平均値 (ADC)、縦軸: CCD 出力値のばらつき (ADC))

3.8 ダークカレント

ゲインの値を求めたところで、様々な CCD 冷却温度に対する、ダークカレントを計算する。CCD カメラの冷却温度を、 -20°C 、 -10°C 、 0°C 、 5°C に設定して、それぞれの場合で、露出時間を変えてダークフレームを取得する。横軸に露出時間、縦軸にダークノイズ平均値をとった

プロットを作り、直線でフィットする (図 3.17)。その傾きにゲインを掛けて AD 変換し、ダークカレントを求める。フィッティングの結果から、

- 冷却温度 +5℃におけるダークカレントは、 $25.9 \pm 0.6 \text{ e}^-/\text{pixel}/\text{sec}$
- 冷却温度 +0℃におけるダークカレントは、 $14.7 \pm 0.2 \text{ e}^-/\text{pixel}/\text{sec}$
- 冷却温度 -10℃におけるダークカレントは、 $4.8 \pm 0.1 \text{ e}^-/\text{pixel}/\text{sec}$
- 冷却温度 -20℃におけるダークカレントは、 $2.2 \pm 0.03 \text{ e}^-/\text{pixel}/\text{sec}$

と求まった。

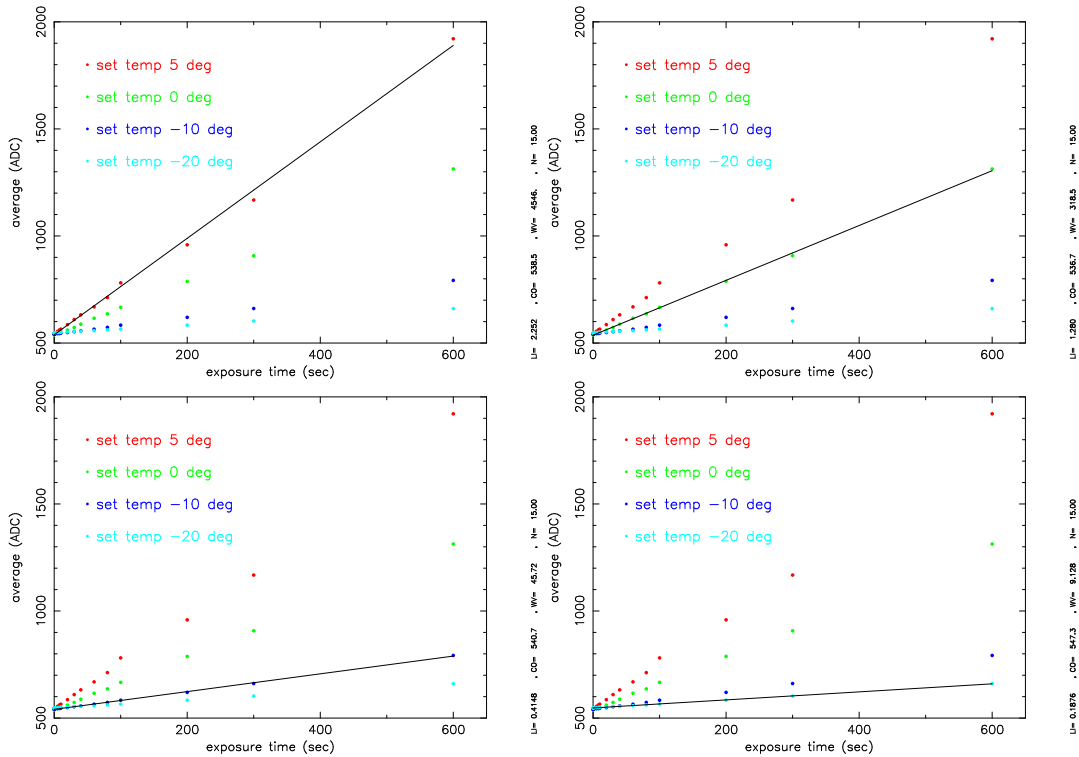


図 3.17: 露出時間に対する CCD 出力平均値 (横軸: 露出時間 (秒)、縦軸: CCD 出力平均値 (ADC))。それぞれの CCD 冷却温度において、直線フィットを行った。

3.9 読み出しノイズ

バイアス画像³を 2 枚撮って引き算し、 $\sqrt{2}$ で割ると、これが 1 枚あたりの読み出しノイズにあたる (図 3.18)。ゲインの値を掛け合わせると electron 単位の読み出しノイズに換算できる。

その結果、electron 単位の読み出しノイズは、 11.82 e^- と求まった。

³CCD カメラは、露出時間が 0 のときでも、バックグラウンドのレベルが 0 にならないように、電氣的に出力値をわずかに持ち上げるような補正を行っている。これが“バイアス”である。

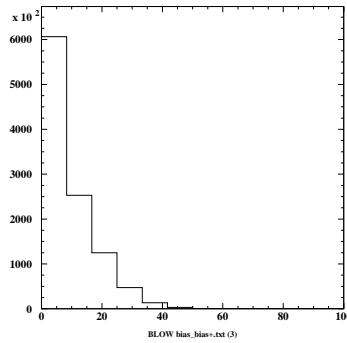


図 3.18: 2 枚のバイアス画像を引き算した結果 (横軸: 頻度、縦軸: CCD 出力引き算値)。全体を平均して、1 枚の画像あたりの読み出しノイズを求める。

3.10 CCD カメラの色特性

観測システムにおいて、天体からのフラックスを最大限に取得しようとする場合、CCD の量子効率などの観測装置の固有の値以外で変更可能なものは、バンドパスフィルターの選択および有無が重要な要素となる。バンドパスフィルターを用いて測光を行えば、統一的に天体の明るさを知ることができる。しかし、バンドを区切ることは、カウント値を下げることになり、CCD の量子効率の波長特性にもよるが、ノーフィルターで最大限にフラックスを得たほうが対応天体の発見に効率的になる場合がある。

AP6E の KAF-1001E チップの量子効率と、Johnson-Cousins 規格の U、B、V、R、I の各バンドパスフィルターの透過率を図 3.19 に示した。CCD チップの感度は、近紫外線～近赤外線までの幅広い波長域にあり、350~950 nm の波長域で 20% 以上の量子効率を持つ。感度のピークは、V~R バンドにある。短波長側では B バンドあたりから、長波長側では I バンドあたりから、量子効率が減少していく。

そこで、実際に東工大で使用している CCD カメラ (AP6E) の色特性を調べた。ノーフィルターで観測を行う上で、その感度がどのバンドに最も近いのかを把握しておかなくてはならない。

3.10.1 測定・解析

この測定には、M67 (散開星団 / RA = 8h50.4m, DEC = +11°49' (J2000)) を用いた。この中から 140 個の星 (図 3.20) を選択し、全てに対して IRAF ソフト⁴の (/noao/digiphot/apphot/phot; 以下 phot) コマンドを用いて器械等級を求めた。また同じ星に対して、Henden の測光標準星の U、B、V、R、I バンドの等級を調べ、バンドごとに、横軸: Henden の等級、縦軸: 器械等級を取ってフィッティングを行った。その結果を図 3.21 に示す。

傾きが 1 の直線上に乗れば、その標準星をもとに単純な比測光を行うことで、対象の等級を得

⁴IRAF は、NOAO (アメリカ国立光学天文台) で作成された UNIX 上で動く天文向けの画像解析ソフトウェア。

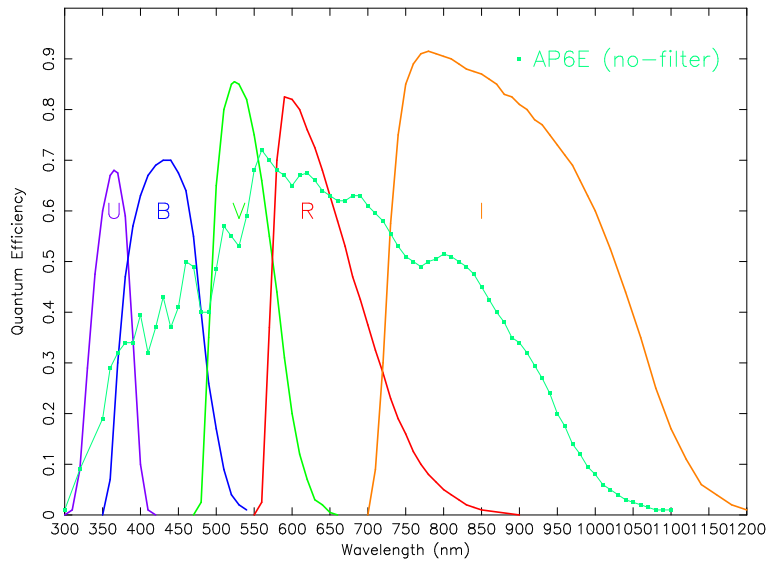


図 3.19: AP6E (KAF-1001E チップ) の量子効率と、Johnson-Cousins 規格の U、B、V、R、I の各バンドパスフィルターの透過率を示した図 (横軸: 波長 (nm)、縦軸: 量子効率)

ることができる。しかし、ノーフィルターの観測では、この傾きは 1 にはならない。

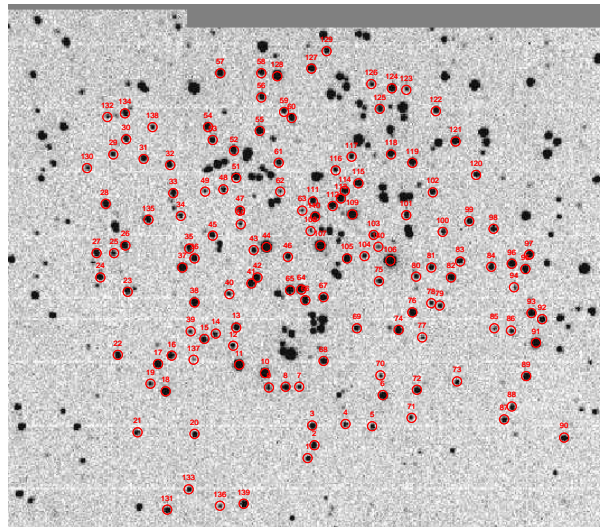


図 3.20: M67: 測定に使用した星

3.10.2 結果

測定結果から、V、R バンドとの値が 1 に近いことが分かった。よって、測光の際には V、R バンドと比較し、換算することで等級を出せば良いことが分かる。図 3.19 から、AP6E (KAF-1001E) の感度のピークは、V~R バンドの短波長側にあることが確認できる。しかし、R バンドにおける KAF-1001E チップの量子効率は常に 60% 以上であるのに対して、V バンドにおいては、短波長側で量子効率 50% にまで落ちる。よって、通常は R バンドに換算することで等級を出すことに

する。

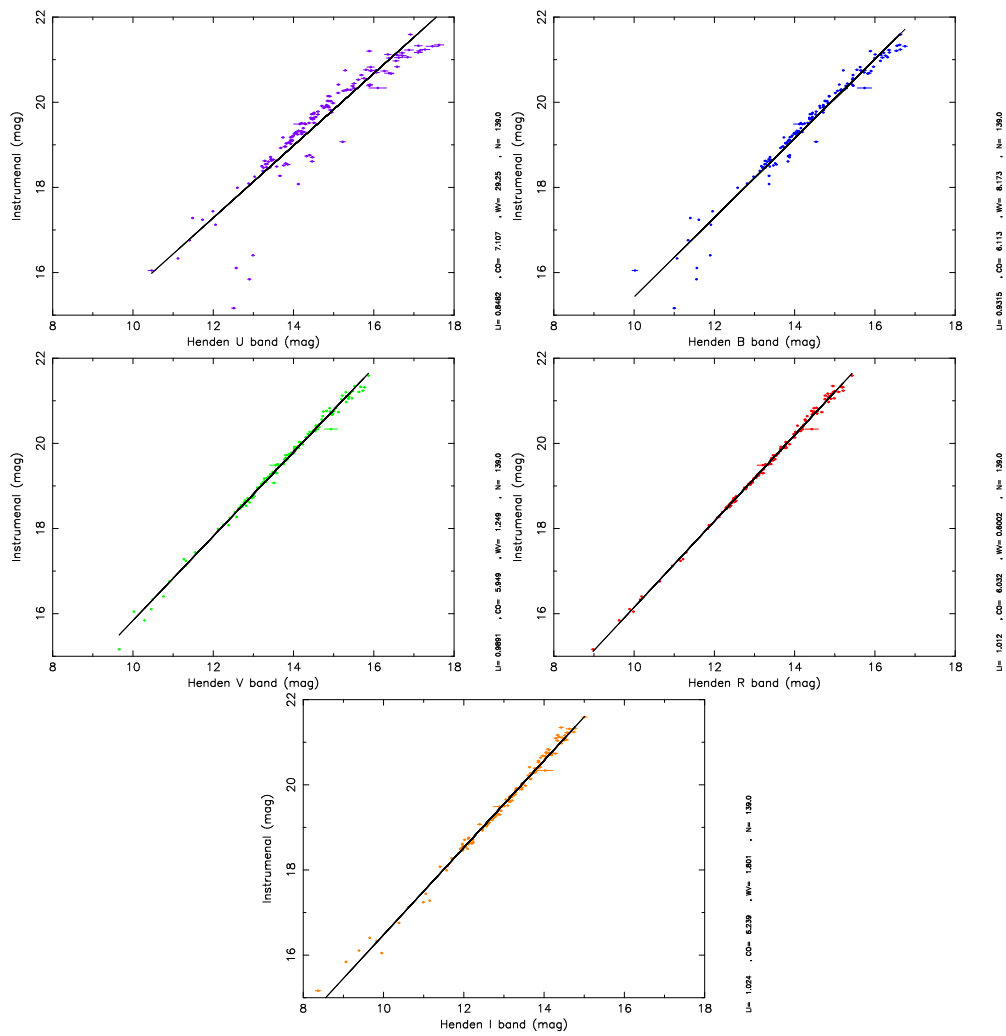


図 3.21: no filter の器械等級と Henden カタログの U、B、V、R、I 等級の比較、フィッティング結果

バンド	傾き
U	0.848 ± 0.047
B	0.932 ± 0.026
V	0.989 ± 0.010
R	1.012 ± 0.008
I	1.024 ± 0.013

3.11 まとめ

東工大 CCD カメラの性能についてまとめる。

冷却限界	外気温 - 38 °C
有効出力下限値	1000 ADC
有効出力上限値	14000 ADC
ゲイン	11.5 e ⁻ /ADC
読み出しノイズ	11.8 e ⁻
ダークカレント	26.9 e ⁻ /pixel/sec (+ 5 °C) 14.7 e ⁻ /pixel/sec (+ 0 °C) 4.8 e ⁻ /pixel/sec (-10 °C) 2.2 e ⁻ /pixel/sec (-20 °C)
温度安定性	± ~0.5 deg
ホットピクセル数	65
ホットピクセル群	0
ホットピクセル列	1
デッドピクセル列	6

第4章 望遠鏡の性能評価

4.1 動作範囲

望遠鏡を安全に動作できる範囲を調べた。その結果を、図4.1にまとめる。図の中の、緑色の部分は、安全に動かすことができ、かつ観測可能な領域。赤色の部分は、安全に動かすことはできるが、小屋の縁や校舎などに遮られ、天体観測ができない領域。青色の部分(北方向)は、望遠鏡と CCD カメラがぶつかる、もしくは制御コードが望遠鏡に絡まる、などの理由で動かすことのできない領域を示している。

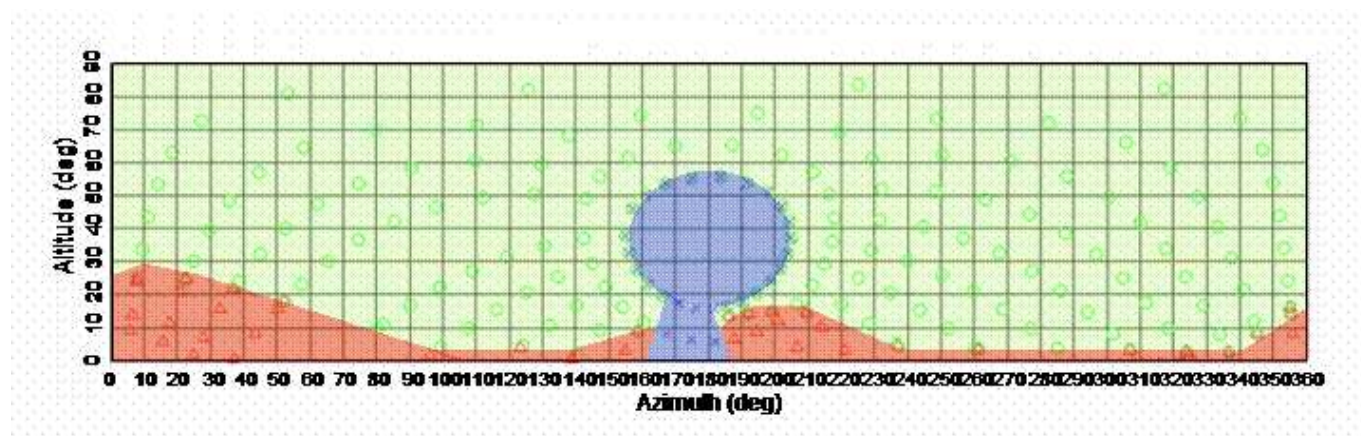


図 4.1: 望遠鏡の動作範囲 (横軸: 方位 (deg)、縦軸: 高度 (deg))。緑: 移動可、観測可。赤: 移動可、観測不可。青: 移動不可。

4.2 追尾精度

東工大の屋上望遠鏡は、架台を赤道儀で運用するので、架台の極軸を地球の回転する軸と平行に合わせる必要がある。このことを、“極軸合わせ”という。極軸合わせの精度は、架台の設置において重要な要素の1つで、望遠鏡の追尾精度・導入精度に関わる。設定の精度が悪いと、画像取得中に星が流れてしまうことがあり、長い時間積分をかけることができなくなる。また、そのずれの蓄積によって望遠鏡の認識している座標と、実際に向いている座標の差が大きくなり、導入精度が悪くなる。

4.2.1 測定方法

CCD カメラを取り付けた状態で、反太陽方向に望遠鏡を向け (導入座標は RA = 5 h 56.1 m、DEC = +23°26' (J2000)) 一晩中追尾し、画像を 100 秒毎に繰り返し撮像した。積分時間は 10 秒、測定日は 2003 年 12 月 21 日。取得した全てのデータに対して、USNO-A2.0 カタログと比較を行うことで、それぞれのフレームに WCS 座標を与え、最終的には各フレームの中心座標を求めた。

4.2.2 結果

その結果を、図 4.2 に示す。横軸は時角、縦軸には、この各中心座標の、導入座標からのずれの様子を、赤経・赤緯方向についてプロットする。プロットが横に一直線になっていると、正確に追尾を行っていることになる。データ点が、 $y = 0$ に乗っていないのは、導入精度の悪さを示している。

赤経方向には、一晩の追尾で最大 3.5 分角ずれる。導入した時点で、導入座標から 6 分角もずれているのは、導入精度が著しく悪いことを意味している。また、追尾の様子に大小 2 種類の波が見られるが、大きい波は、ウォーム・ホイールギアの噛み合わせによって周期的に起こるピリオディックモーション、小さい波は、追尾モーターのピリオディックモーションの影響である。

一方、赤緯方向には、一晩の追尾で最大 4.4 分角ずれる。

CCD カメラの視野は 44 分角であるから、“一晩で 4.4 分角のずれ”は無視できない。追尾誤差、ピリオディックエラーの補正を行う必要がある。

4.2.3 補正方法

マウントの極軸の方向が、天の極に対して時角 H_p の方向に角距離 ϵ_p の大きさの据え付け誤差がある場合、赤緯 δ 、時角 H の位置にある天体を、 t 時間追尾したときの追尾誤差は、以下の式で表すことができる。まず、赤経方向と赤緯方向の追尾誤差を ΔH 、 $\Delta \delta$ とする。

$$H' = H - H_p \Delta H = \epsilon_p \tan(\delta) \sin(H' + t) - \sin(H') \Delta \delta = \epsilon_p \cos(H' + t) - \cos(H') \quad (4.1)$$

全体の追尾誤差の角距離 ($\Delta \epsilon$) の余弦は、

$$\cos(\Delta \epsilon) = \sin(\delta + \Delta \delta) + \cos(\delta + \Delta \delta) \cos(\Delta H) \quad (4.2)$$

で与えられる。よって、焦点距離 f の望遠鏡の焦点面での星像の移動量 Δd は、

$$\Delta d = f(1 - \sec^2 \Delta \epsilon)^{0.5} \quad (4.3)$$

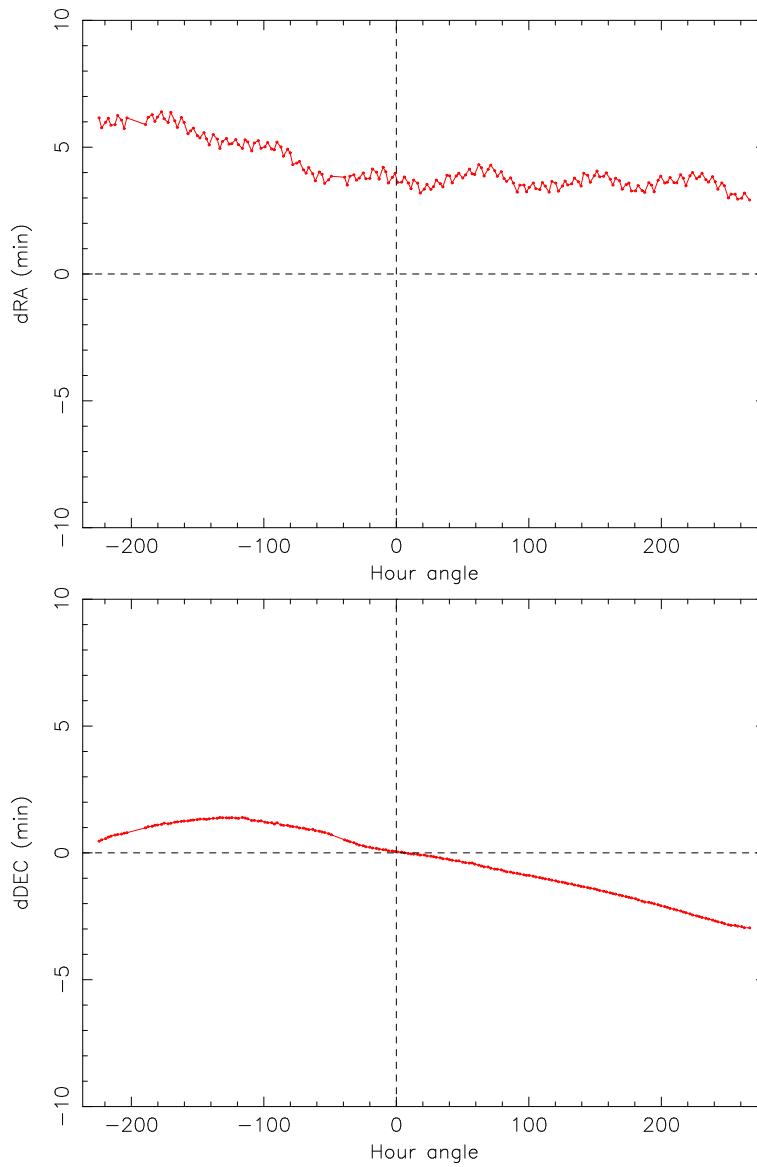


図 4.2: 赤経 / 赤緯方向の追尾の様子を、赤経・赤緯それぞれについてプロット (横軸: 時角、縦軸: 導入座標からのずれ (分角))

となる。この式を逆算していくと、望遠鏡の視野内にある星のずれる方向と、ずれていく方向と移動量によって、修正方向と修正量が決定できる。実際には、極軸高度方向の修正は、 $H = 18$ h 、 $\delta = 45^\circ$ で行えるが、実質的にこの方向の観測が不可能であるので、極軸高度の修正、すなわち南中の赤経 0 deg 付近の星に対して追尾誤差の量と方向を測定し、 ϵ_p を求め、望遠鏡の設定誤差を修正する。

4.3 導入精度

4.3.1 測定

望遠鏡の目標座標への導入精度と再現性について調べた。導入は、毎秒6度角の高速導入で行い、のべ60視野を一晩に渡って、順番に取得した(図4.3)。取得したデータは、各フレームごとにダーク、フラット処理を行い、USNO-A2.0カタログと比較することで、WCS座標を書き込んだ。さらに、目標視野と取得したフレームの中心座標(導入座標)のずれを求め、プロットした(図4.4)。図の中心(0,0)に近いほど正確に導入されていることになる。

4.3.2 結果

測定結果から、赤緯方向のずれに比べ、赤経方向のずれが非常に大きいことが分かった。

- 東側の天体を導入すると、再現性はよくないが、目標座標付近を導入できる、
- 南側の天体を導入すると、目標座標よりも赤経方向の大きい方にずれるが、ばらつきは一番小さい。
- 西側の天体を導入すると、さらに赤経方向の大きい方にずれる。
- 北側の天体を導入すると、(赤経・赤緯方向ともに)最も導入精度は悪く、ばらつきも大きい。

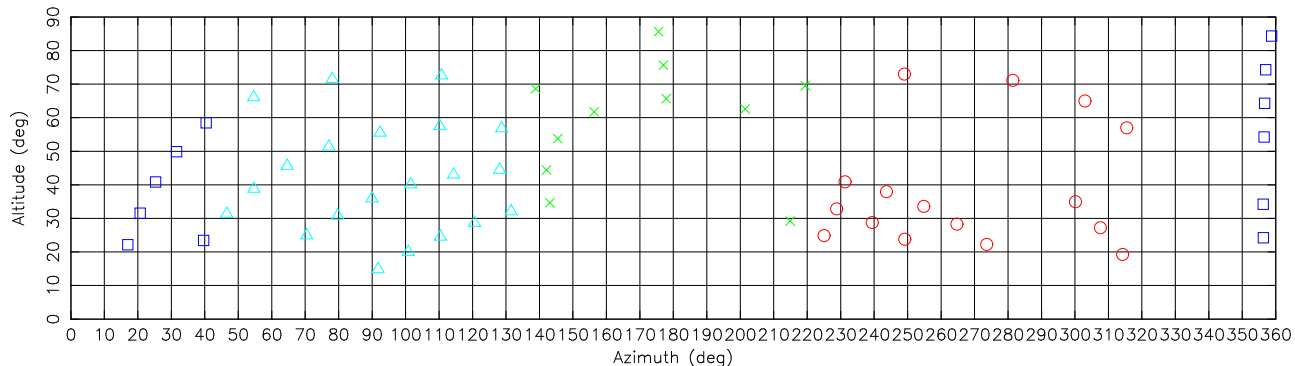


図 4.3: 導入座標の分布図(横軸: 方位(deg)、縦軸: 高度(deg))。方位0(360 deg)は南、方位90 degは西、方位180 degは北、方位270 degは東にあたる。

目標座標と導入座標のずれ方に方位・高度による傾向が出るかを調べた。その結果を図4.5に示す。

その結果、西側の高度の低い星の導入精度が最も悪いと分かった。基準星には東(東南)の星を導入したので、東側から西側にかけて望遠鏡を移動させたときに、バックラッシュ¹が生じ、導入精度が落ちてしまったのだと考えられる。

¹望遠鏡の光軸と目盛盤の目盛との間にできる“遊び”

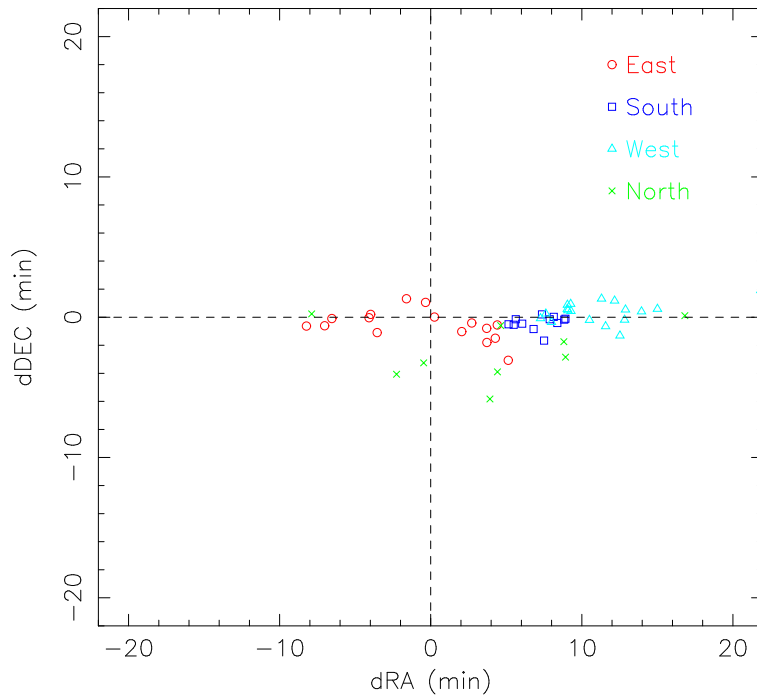


図 4.4: 導入の再現性。目標視野と取得したフレームの中心座標 (導入座標) のずれをプロットした。(横軸: 赤経座標のずれ (分角)、縦軸: 赤緯座標のずれ (分角))

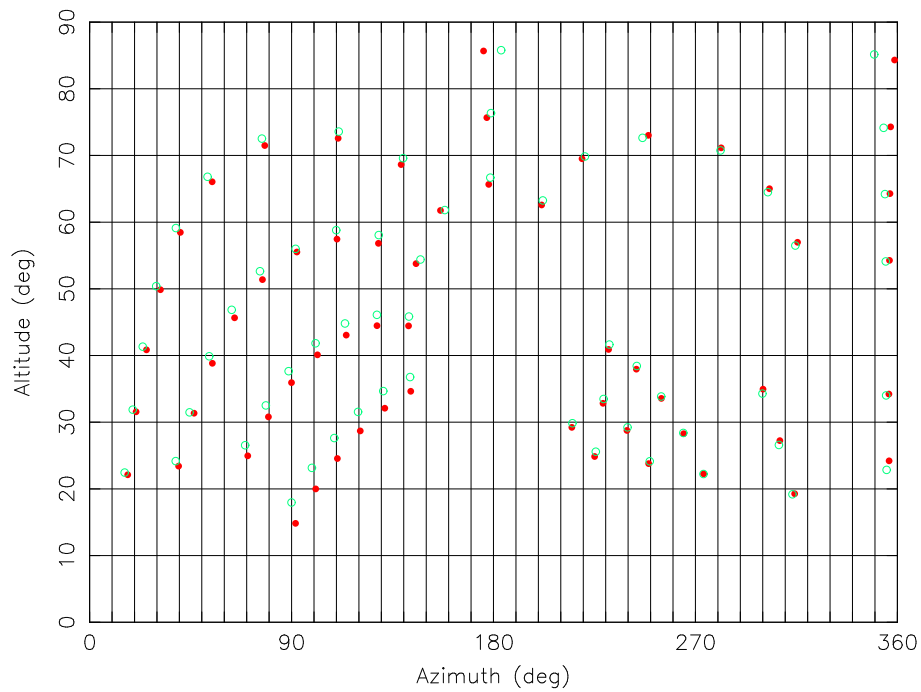


図 4.5: 目標座標と導入座標のずれ。目標視野と取得したフレームの中心座標 (導入座標) をプロットした (横軸: 方位 (deg)、縦軸: 高度 (deg))。赤点は目標座標、緑点は導入座標。

2通りの方法で、具体的に導入精度を出す。まず、中心座標(導入座標)のずれの分布から得られる、50%値、90%値、100%値をそれぞれ求める。その結果、50%値は7.4分角、90%値は12.5分角、100%値は16.8分角と求まった(図4.6)。

次に、導入座標の分布の中心値を求め、そこからのr.m.sを求める。その結果、中心座標は(5.47, -0.57)、r.m.sは6.1分角と求まった(図4.7)。

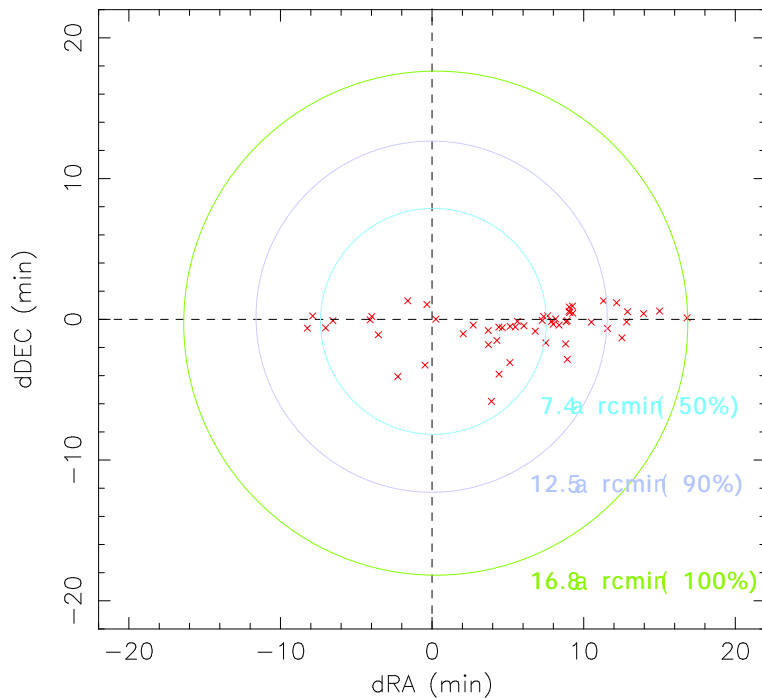


図 4.6: 導入精度の測定 (1) (横軸: 赤経座標のずれ (分角)、縦軸: 赤緯座標のずれ (分角)) 中心座標からのずれの分布から得られる、50% 値、90% 値、100% 値を表示。

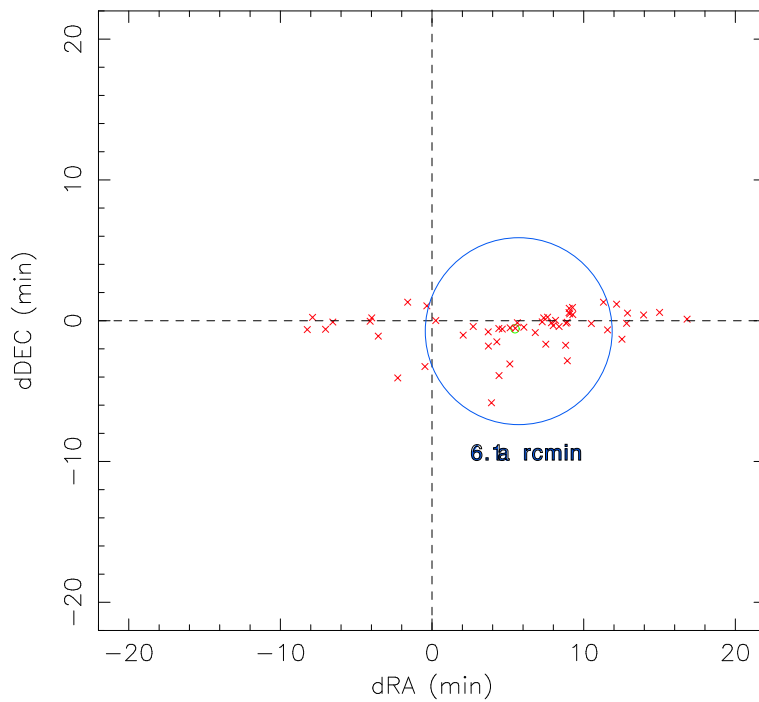


図 4.7: 導入精度の測定 (2) (横軸: 赤経座標のずれ (分角)、縦軸: 赤緯座標のずれ (分角)) 導入座標の分布の中心座標 (5.47, -0.57)、r.m.s (6.1 分角) を表示。

4.4 高速導入後の振動

最後に、望遠鏡の高速導入直後の振動が CCD 画像に有意に現れるかどうかを、導入直後、導入 30 秒後、導入 1 分後、導入 2 分後、導入 5 分後に 5 秒の積分時間でそれぞれ撮像し、その星像の FWHM を測定することによって調べた。

M67 (RA = 8 h 50.4 m, DEC = +11°49' (J2000)), M31 (RA = 0 h 42.7 m, DEC = +41°16' (J2000)), M36 (RA = 5 h 36.1 m, DEC = +34°08' (J2000)) を、6 度 / 秒で高速導入した後、撮像した。それぞれのフレームから任意に 6 つの星を選び (図 4.7、図 4.9、図 5.1)、それぞれ IRAF ソフトの imexamine, a コマンドを用いて、FWHM を測定した。測定した 6 つの星 (導入直後の画像) と、導入直後、30 秒後、1 分後、2 分後、5 分後の FWHM を以下の表・グラフにまとめる。

(1) M67 の測定

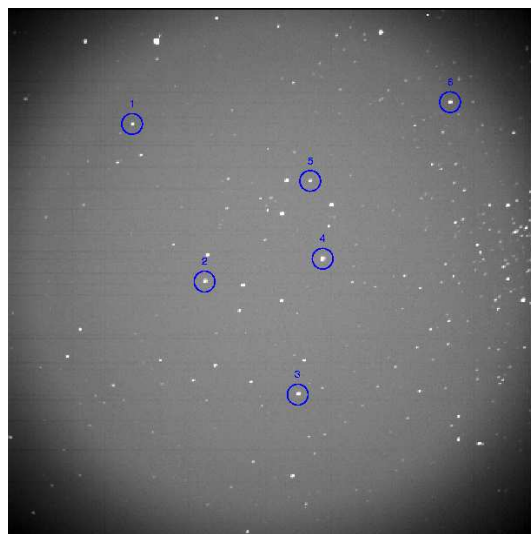


図 4.8: 導入直後の画像。1 ~ 6 までの星について、それぞれ FWHM を測定した。

星	導入直後 (pixel)	30 秒後 (pixel)	1 分後 (pixel)	2 分後 (pixel)	5 分後 (pixel)
1	3.14	2.74	2.69	2.62	2.58
2	2.61	2.00	1.92	2.03	1.85
3	2.28	2.04	2.05	1.85	1.76
4	2.55	2.61	2.66	2.69	2.55
5	2.95	2.56	2.40	2.44	2.38
6	3.23	2.74	2.68	2.66	2.60

表 4.1: 星 1-6 について、導入後それぞれの時間における FWHM を測定した。

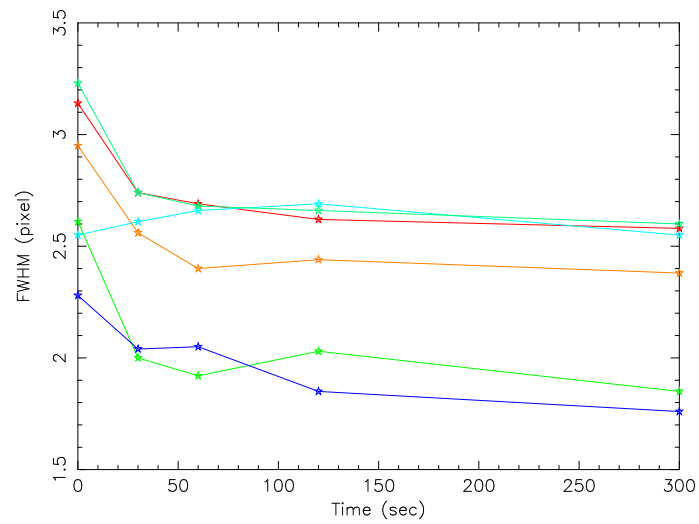


図 4.9: FWHM 測定結果。横軸に導入直後 (pixel) からの時間、縦軸に FWHM をプロット。

(2) M31 の測定

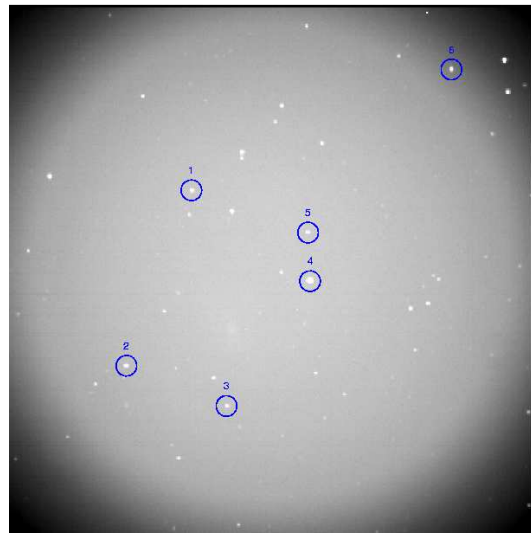


図 4.10: 導入直後 (pixel) の画像。1～6 までの星について、それぞれ FWHM を測定した。

星	導入直後 (pixel)	30 秒後 (pixel)	1 分後 (pixel)	2 分後 (pixel)	5 分後 (pixel)
1	4.81	4.58	4.40	4.26	3.85
2	4.24	4.47	4.62	4.37	4.12
3	4.21	4.61	4.24	4.35	3.88
4	5.06	4.43	4.28	4.06	3.99
5	4.33	4.59	4.22	4.35	4.20
6	4.68	4.30	4.39	3.97	4.27

表 4.2: 星 1-6 について、導入後それぞれの時間における FWHM を測定した。

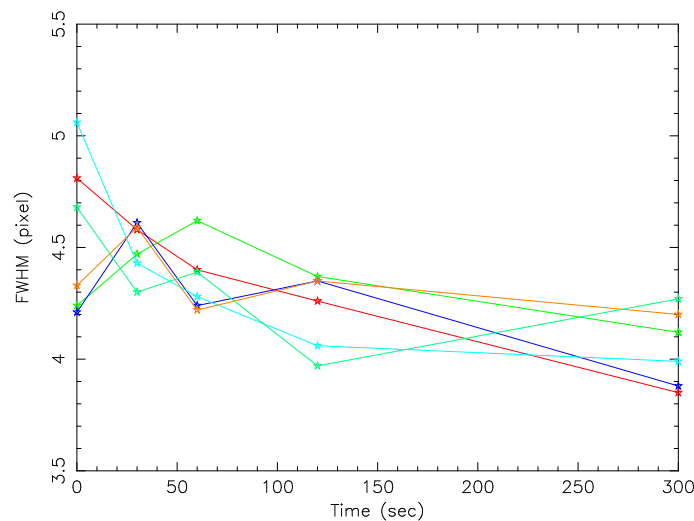


図 4.11: FWHM 測定結果。横軸に導入直後 (pixel) からの時間、縦軸に FWHM をプロット。

(3) M36 の測定

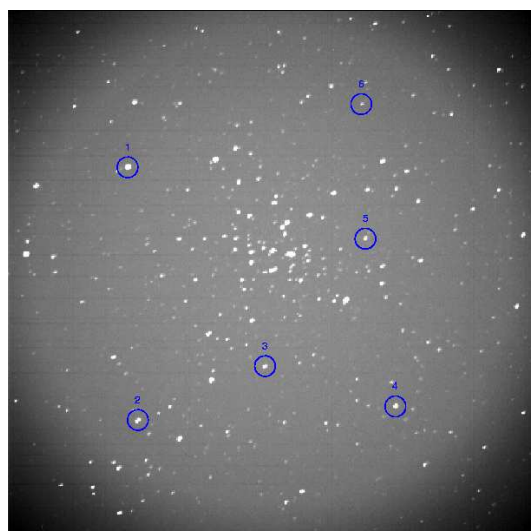


図 4.12: 導入直後 (pixel) の画像。1～6 までの星について、それぞれ FWHM を測定した。

星	導入直後 (pixel)	30 秒後 (pixel)	1 分後 (pixel)	2 分後 (pixel)	5 分後 (pixel)
1	3.90	3.32	3.32	-	3.36
2	2.92	3.03	2.83	-	2.83
3	3.23	2.85	2.98	-	2.79
4	4.06	3.26	3.20	-	3.15
5	4.04	3.07	2.83	-	3.09
6	4.12	2.93	2.74	-	3.17

表 4.3: 星 1-6 について、導入後それぞれの時間における FWHM を測定した。

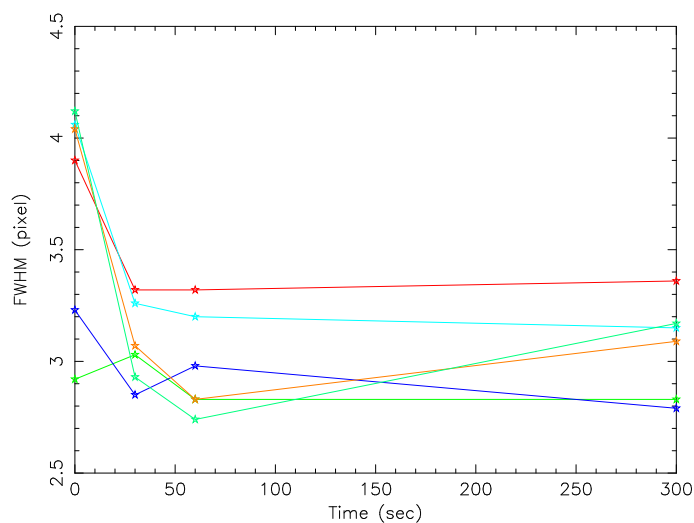


図 4.13: FWHM 測定結果。横軸に導入直後からの時間、縦軸に FWHM をプロット。

4.4.1 まとめ

測定結果から (図 4.9、4.11、4.13)、導入直後の 1 フレームは、FWHM が少し大きくなることが分かった。30 秒後以降は FWHM の値は安定している。しかし導入直後に取得した画像も、明らかに星像が流れているというわけではないので (図 4.8、4.10、4.12)、測光することは可能である。実際の観測は、目標天体の導入完了と同時に開始することが可能である。

4.5 限界等級

本システムにおける限界等級を、計算と実際の観測結果から求める。

4.5.1 限界等級 (計算値)

まず、バックグラウンドのゆらぎから、計算によって限界等級を求める。

$S/N = z$ で検出されるフラックスを求める式は、以下で与えられている。

$$f_{\text{limit}} = \frac{1}{2} \left\{ \frac{z^2}{\text{GAIN}} + \sqrt{\left(\frac{z^2}{\text{GAIN}} \right)^2 + 4 \cdot \text{AREA} \cdot (\text{STDEV})^2 \times \left(1 + \frac{\text{AREA}}{\text{NSKY}} \right) z^2} \right\} \quad (4.4)$$

フラックスを等級に変換する式は、

$$M_{\text{limit}} = \text{zeromag} - \frac{5}{2} \log_{10} \left(\frac{f_{\text{limit}}}{\text{exp.time}} \right) \quad (4.5)$$

である。ここで GAIN、AREA、STDEV、NSKY は IRAF ソフトの phot コマンドで求まるパラメータ。 z は S/N 値。

測光結果: GAIN = 11.5、AREA = 32.40211、STDEV = 2.286037、NSKY = 170、*zeromag* = 25 (デフォルト値)、*exp.time* = 30 を用いて限界等級 (器械等級) を計算し、比較星を用いることで、最終的に R-band に換算し、限界等級を求める。その結果、限界等級は $M_{\text{limit}} = 17.5$ 等 ($S/N = 3$) と求まった。

4.5.2 限界等級 (測光値/月灯なし)

次に、東工大の屋上で撮像した画像を実際に測光して、限界等級を求める。CCD カメラで M67 を撮像し、その視野内に写っている星について、それぞれフラックス、等級誤差を測定し、その結果から S/N を計算した。観測日時は 2003/2/6 16:16:41 UT (月齢 5.1 / 観測時には、月は地平線下)、このときの M67 の高度は 55.47° であった。

S/N 値は、以下の計算式によって求められる。

$$1\sigma = \frac{\text{FLUX}}{\sigma_{\text{flux}}} = \frac{1}{0.92 \times \sigma_{\text{mag}}} \quad (4.6)$$

ここで、 σ_{flux} はフラックスの誤差、 σ_{mag} は等級誤差を表している。フラックス誤差は、以下の計算によって求まる。

$$\sigma_{\text{flux}} = \sqrt{\frac{\text{FLUX}}{\text{GAIN}} + \text{AREA} \cdot (\text{STDEV})^2 + \frac{(\text{AREA})^2}{\text{NSKY}} \cdot (\text{STDEV})^2} \quad (4.7)$$

ここで、FLUX、AREA、STDEV、NSKY は IRAF ソフト の phot コマンドで求まるパラメータ。

半数以上が $S/N > 3$ で検出される等級を “有意に受かっている” とすると、限界等級は ~ 17.3 等となり、計算で求められた値とほぼ一致する (図 14.3)。

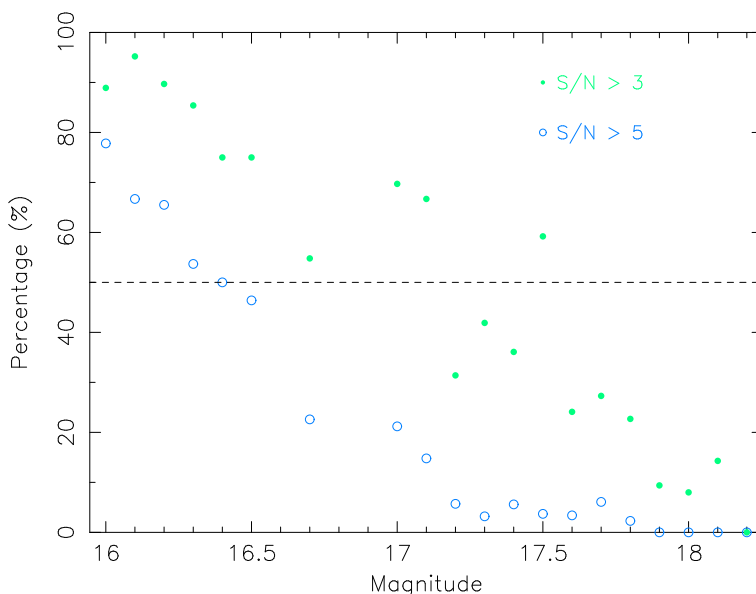


図 4.14: 天体の等級と、その等級を持つ天体が 3σ 以上、 5σ 以上で検出できる割合 (横軸: 等級、縦軸: 割合 (%))、月灯なしの場合。

同フレーム内で $S/N > 3$ で検出された、最も暗い天体は 18.1 等 ($S/N = 3.4$) であった (図 4.14)。

4.5.3 限界等級 (測光値/月灯あり)

同様の方法で、月灯りがある場合の限界等級を求める。その結果を、図 4.15 に示す。観測日時は 2004/1/8 13:47:56 UT (月齢 16.1 / M67 と月との角距離は $16^{\circ}39'$)、このときの M67 の高度は 47.85° であった。

半数以上が $S/N > 3$ をとる等級は、 ~ 16.2 等であり、月灯りがない場合よりも、約 1 等級落ちる。よって月灯りは、大きく限界等級に影響することが分かった。

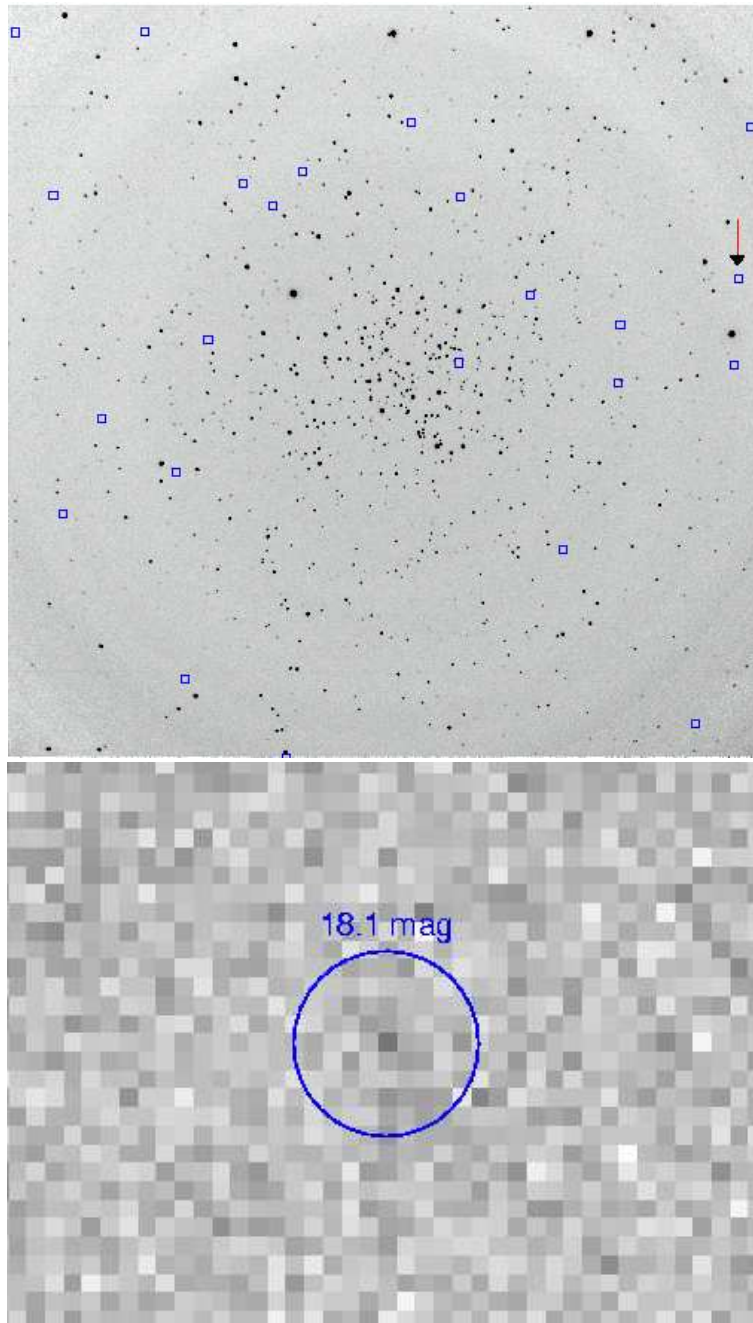


図 4.15: 上図: 18.1 等の星の位置を表示。下図: 検出された天体 ($S/N = 3.4$)。このときの CCD 冷却温度は -20°C 、露出時間は 30 秒。月灯なし。

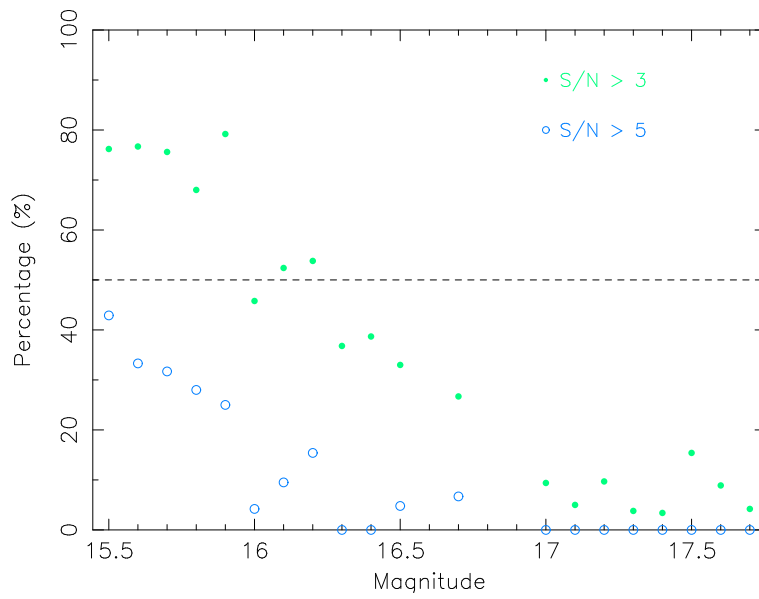


図 4.16: 天体の等級と、その等級を持つ天体が 3σ 以上、 5σ 以上で検出できる割合 (横軸: 等級、縦軸: 割合 (%))、月灯がある (月との角距離は $16^{\circ}39'$) 場合。

第5章 追観測結果

東工大で望遠鏡のセッティングが完了してから、これまでの追観測についてまとめる。表は、東工大 RIBOTS が追観測したガンマ線バーストの名前、HETE-2 がバーストを検出してから速報までの時間、観測開始時間、その結果をまとめたものである。

イベント名	速報までの時間	速報衛星	観測開始時間	追観測結果
GRB 021211	22 秒後	HETE-2 (アラート)	2.3 時間後	×
GRB 030115	71 分後	HETE-2 (地上解析)	10 時間後	×
GRB 030226	109 分後	HETE-2 (地上解析)	×	×
GRB 030227	107 分後	INTEGRAL (アラート)	60 分後	×
GRB 030329	73 分後	HETE-2 (地上解析)	67 分後	○
GRB 030418	215 秒後	HETE-2 (アラート)	27 分後	×
GRB 030823	2.3 時間後	HETE-2 (地上解析)	1.9 時間後	×
GRB 031203	×	HETE-2 (地上解析)	4.9 時間後	×
GRB 031220	106 分後	HETE-2 (アラート)	5.9 時間後	×

5.1 GRB 021211

GRB 021211 は、HETE-2 衛星によって 2002 年 12 月 11 日 11:18:34.03 UT に検出され、発生から 22 秒後に即時位置通報が出された。そして発生から 65 秒後に、アメリカ・カリフォルニア州にある Palomar 望遠鏡によって $\alpha = 8^h 08^m 58^s .387$, $\delta = +6^\circ 43' 25.83''$ (J2000; Fox et al. 2002a) の位置に、可視対応天体が発見された。発見時は $R \sim 14.5$ 等級だったが、同じ望遠鏡が発生から 9 分後に観測したときには既に暗くなっており、2 時間後には 21 等級まで急激に減光している。東工大ではバースト発生から 2.3 時間後に撮像を開始したが、極軸合わせが不十分だったため、目標座標を導入することができなかった。

5.2 GRB 030115

GRB 030115 は、HETE-2 衛星によって 2003 年 1 月 15 日 03:22:34.28 UT に検出され、地上解析によって発生から 71 分後に位置通報が出された。バースト発生から 5.1 時間後に、Kitt Peak 国立観測所での赤外観測によって $\alpha = 11^h 18^m 32^s.6$, $\delta = +15^\circ 02' 59''$ (J2000; Andrew et al. 2003) (SXC の誤差範囲内) の位置に、対応天体が発見された。しかしながら、可視光領域では対応天体は発見されなかった。可視光観測を行っている東工大でも、対応天体を検出できなかった (図 5.1)。

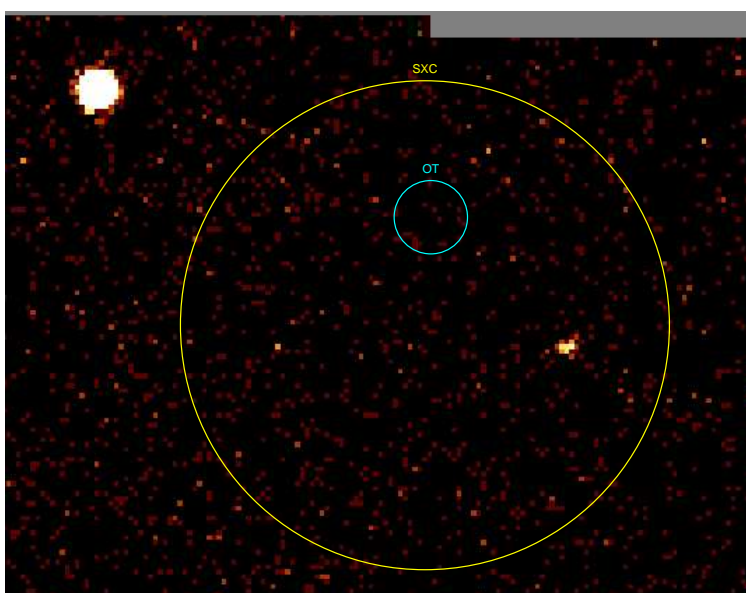


図 5.1: 東工大における GRB 030115 の観測画像。可視光対応天体は検出できなかった。水色の円は IRT の発見された位置 ($\alpha = 11^h 18^m 32^s.6$, $\delta = +15^\circ 02' 59''$)、黄色い円は SXC の位置誤差範囲を示している。

5.3 GRB 030226

GRB 030226 は、HETE-2 衛星によって 2003 年 2 月 26 日 03:46:31.99 UT に検出され、地上解析によって、発生から 109 分後に位置通報が出された。そして、発生から 158 分後には Las Campanas 観測所での観測によって $\alpha = 11^h 33^m 04^s.9$, $\delta = +25^\circ 53' 55.6''$ (J2000; Fox et al. 2003) (SXC 誤差範囲内) の位置に、可視対応天体が発見された。160 分後には Subaru 望遠鏡で観測が行われ、このときの明るさは $R \sim 17.8$ 等級であった。東工大では、悪天候のために観測準備ができず、星を導入できなかった。

5.4 GRB 030227

GRB 030227 は、INTEGRAL 衛星によって 2003 年 2 月 27 日 08:42:16.25 UT に検出され、地上解析によって、発生から 60 分後に位置通報が出された。非常に暗い対応天体の候補が見つかるが、同定はされていない。東工大では、バースト発生から 107 分後に観測を開始したが、対応天体は検出されなかった (図 5.2)。

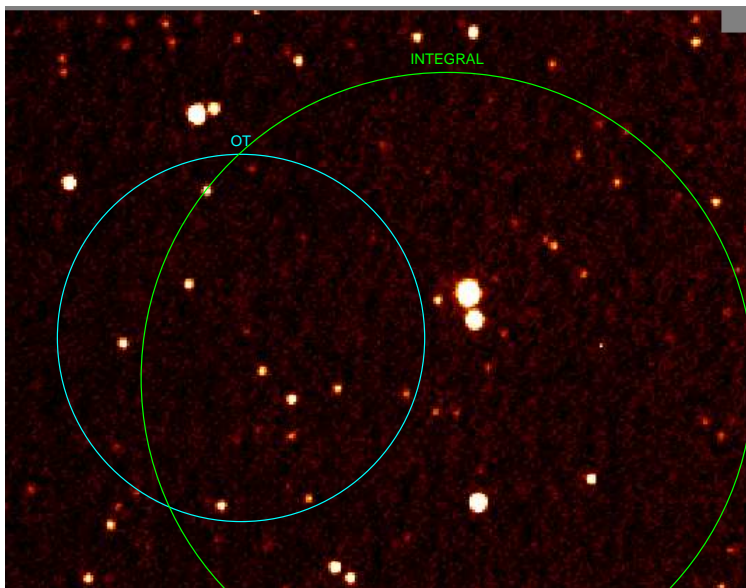


図 5.2: 東工大における GRB 030227 の観測画像。残光を検出することはできなかった。水色の円は残光候補の位置、緑色の円は INTEGRAL の位置誤差範囲を示している。

5.5 GRB 030329

GRB 030329 は、HETE-2 衛星によって 2003 年 3 月 29 日 11:37:14.7 UT に検出され、地上解析によって発生から 73 分後に位置通報が出された。その直後に、Las Campanas 観測所、理化学研究所での観測によって、 $R \sim 12$ 等級の可視対応天体が発見された。東工大では、バースト発生から 67 分後に観測を開始し、対応天体の検出に成功した。その結果を 6 章で述べる。

5.6 GRB 030418

GRB 030418 は、HETE 衛星によって 2003 年 4 月 18 日 09:59:18.85 UT に検出され、発生から 215 秒後に位置速報が、地上解析によって発生から 104 分後により正確な位置通報が出された。その位置通報に基づき、バースト発生から 135 分後に $\alpha = 10^h 54^m 33^s.69$, $\delta = -7^\circ 01' 40.8''$ (J2000; Price et al. 2003a) (WXM の誤差範囲内) の位置に、 $R \sim 19$ 等級の可視対応天体が発見

された。

東工大では WXM の位置速報に基づき、バースト発生から 27 分後に観測を開始した。その結果、Price らが報告した残光の位置とは 9.1 秒角程ずれたところに光学天体の候補が検出された (図 5.3)。取得した画像と DSS (Digitized Sky Survey) 画像を比較すると、DSS 画像においてその位置には星が写っていない。これが残光でないとすれば、星ではなく、飛行機か衛星が写り込んでしまったのだと考えられる。

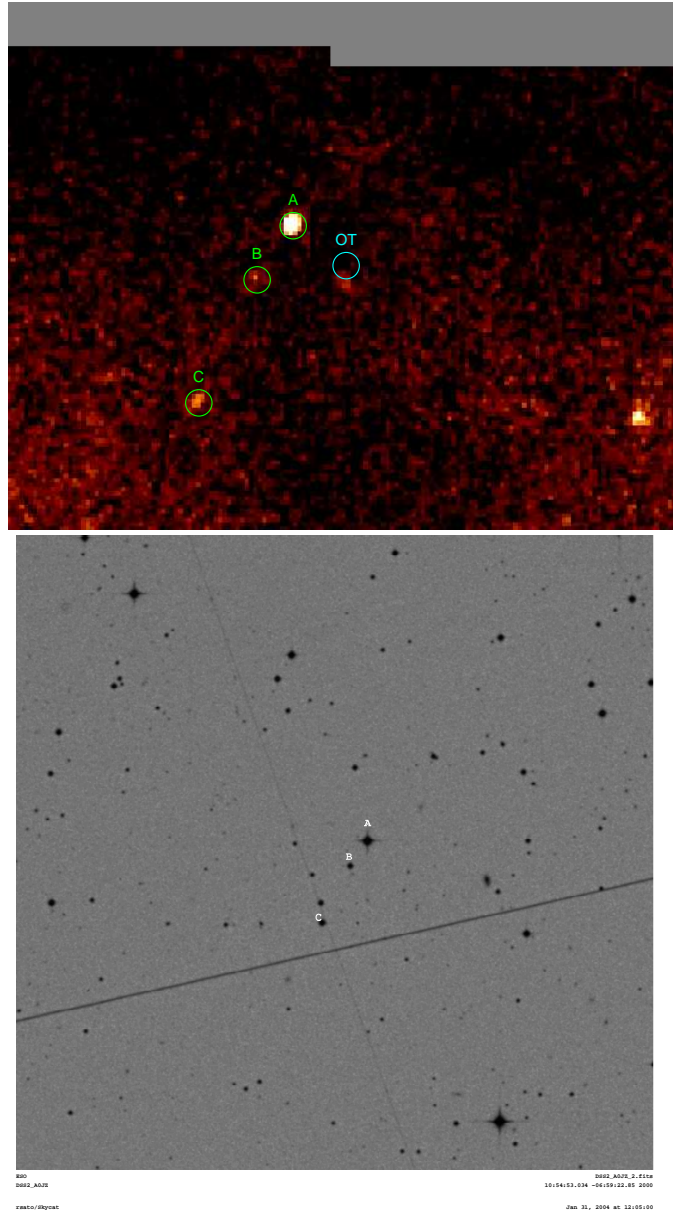


図 5.3: 上図: 東工大における GRB 030418 の観測画像。可視光対応天体は検出できなかった。水色の円は OT の発見された位置 ($\alpha = 10^h 54^m 33^s.69, \delta = -7^\circ 01' 40.8''$) を示している。A、B、C は Henden の基準星。下図: DSS 画像。A、B、C は上図の基準星と一致する。

5.7 GRB 030823

GRB 030823 は、HETE 衛星によって 2003 年 8 月 23 日 08:52:40.64 UT に検出され、地上解析によって発生から 2.3 時間後に位置通報が出された。対応天体は発見されていない。東工大では暫定的な位置情報をもとに、バースト発生から 109 分後に観測を開始したが、対応天体は検出されなかった (図 5.4)。

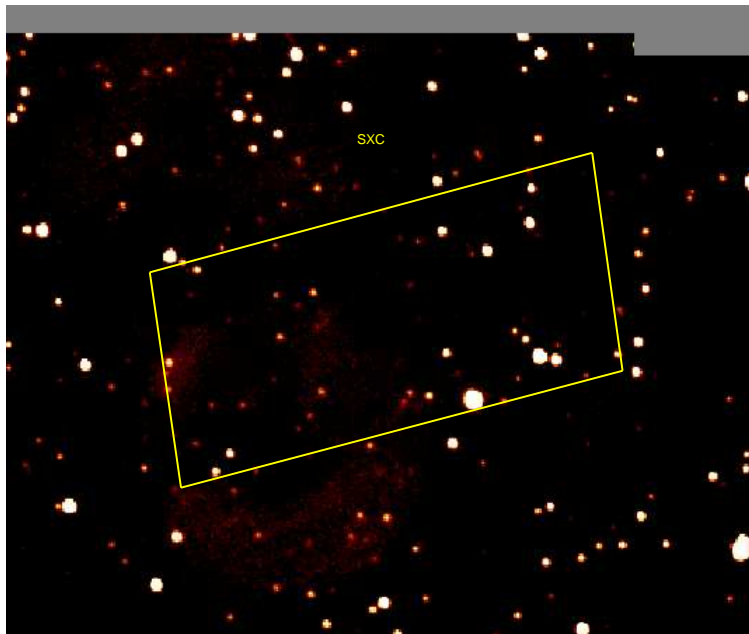


図 5.4: 東工大における GRB 030823 の観測画像。残光を検出することはできなかった。黄色い四角は SXC の位置誤差範囲を示している。

5.8 GRB 031220

GRB 031220 は、HETE-2 衛星によって 2003 年 12 月 20 日 03:29:56.74 UT に検出され、発生から 106 分後に即時位置通報が出された。対応天体は発見されていない。東工大では、バースト発生から 5.9 時間後に観測を開始したが、対応天体は検出されなかった (図 5.5)。

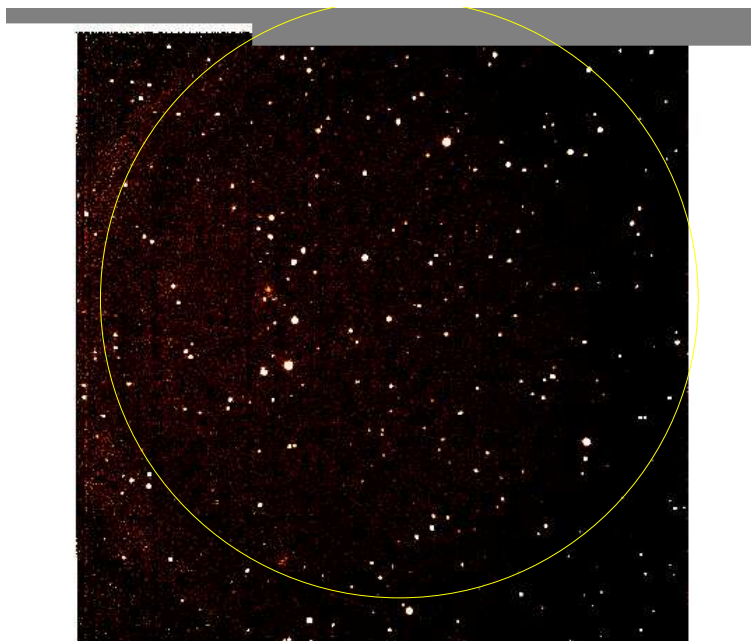


図 5.5: 東工大における GRB 031220 の観測画像。対応天体は発見されなかった。黄色い円は SXC の位置誤差範囲を示している。

第6章 GRB 030329

6.1 GRB 030329

GRB 030329 は、HETE-2 衛星によって、2003 年 3 月 29 日 11:37:14.7 UT に検出されたガンマ線バーストである (図 6.1)。その位置座標は、地上解析によって決定され、GCN を介してバースト発生から 73 分後に報告された (Vanderspek et al. 2003)。その後、 $\alpha = 10^h44^m50^s.0$, $\delta = +21^\circ31'17.8''$ (J2000.0) (SXC の誤差範囲内) に、非常に明るい可視光対応天体 ($R \sim 13$ mag) がただちに発見された (Peterson & Price 2003, Torii 2003) (図 6.2)。このイベントは HETE-2 の観測史上最も明るいガンマ線バーストであり、世界中の数十の望遠鏡によって、緻密かつ連続的な追観測が行われた。また、可視分光観測により、その赤方偏移は $z = 0.1685$ (Greiner et al. 2003) と決定され、確認された中では最も近い GRB であることが分かった (GRB 980425/SN 1998bw ($z = 0.0085$) を除く)。数日後に得られた残光のスペクトル (図 6.3) からは、その形が SN 1998bw (e.g., Galama et al. 1998, Iwamoto et al. 1998) や 1997ef などの超新星のスペクトルに非常に似ていることが発見され (Matheson et al. 2003)、GRB 030329 が大質量の中心核崩壊型超新星爆発に伴って発生することが確実視されるに至った (Dado, Dar & rujula 2003, Hjorth et al. 2003, Stanek et al. 2003, Kawabata et al. 2003)。

6.2 観測と測光

我々は、東工大の本館屋上で 30cm の小型望遠鏡 (Meade LX200-30)、冷却 CCD カメラ (Apogee AP6E、ノーフィルター) を用いて観測を行った。全ての画像において、ダークフレームを引き、さらに CCD カメラの感度むら、光学系の周辺減光等による不均質を補正するため、フラットフレームで割るという処理を施した。データの測光には、IRAF ソフトの phot コマンドを使用した。

観測開始時刻は 2003 年 3 月 29 日 12:44:13.7 UT、バースト発生から 67 分後 (約 0.047 日後) である。これは最も早い時期の検出であり、このときの残光の明るさは、約 12.4 等級であった。

観測は、バースト発生から $t \sim 0.047 - 0.30$ 日後、 $t \sim 0.93 - 1.21$ 日後、 $t \sim 2.03 - 2.08$ 日後、の 3 日間に渡って行った (図 6.4)。撮像の積分時間は 10 秒 ($0.047 < t < 1.21$ 日後)、30 秒 ($t > 1.21$ 日後) とした。撮像は 10 秒露出で 100 枚連続的に星画像を撮像した後、同じ積分時間でダークフレームを 20 枚取得する、という手順を繰り返した。冷却 CCD カメラの冷却温度は -20°C に設定した。フラットフレームは、3 月 30 日に、冷却温度 -20°C 、露出時間 60 秒に設

定して 17 枚撮像した。この 17 枚の中央値を取って一枚のフラットフレームにした。

残光の等級の決定は、以下の手順で行った。まず、残光付近にある比較星 11 個 (図 6.5、表 6.1) を選び、バースト発生から 0.047 ~ 0.98 日後までは 10 秒積分のフレームを 6 枚重ねて (合計 1 分積分) フレームごとの相対測光を行った。この測光で、残光の時間に対する等級変動を調べた (図 6.6)。次に 10 秒積分のフレームを 50 – 100 枚重ねて、S/N を上げた 1 枚のフレームを作り、そのフレーム内において基準星 (Henden 2003) 3 つを使い残光の等級を決定した。これを全てのフレームに対応させることで、全てのフレームにおける残光の等級を決定した。最後に、我々が使用している CCD カメラは *R* システムに近い波長域に感度を持つため、等級システムを *R* システムに換算することで、残光の等級を決定する。そのため、*R*-band フィルター観測 (Burenin et al.) で得られたライトカーブと重なりを取って、最終的な 0 点補正を行った。その結果得られたライトカーブを 図 6.7 に示す (Sato et al. 2003)。

1 日目のライトカーブは、1 つのべき関数 (power-law) ではフィットできない。そこで、2 種類の broken power-law 関数でフィッティングを試みた。最初に Beuermann et al. によって与えられた関数でフィットした: $F(t) \propto [(t/t_b)^{\alpha_1 n'} + (t/t_b)^{\alpha_2 n'}]^{-1/n'}$, ここで、 t_b はライトカーブの折れ曲がりの時間、 n' は折れ曲がりの滑らかさ、幅についての情報を含んでいる。もう 1 つは “double-broken power-law” 関数でフィットした (ライトカーブに 2 つの折れ曲がりがあると仮定した関数):

$$F(t) \propto \begin{cases} t^{-\alpha_1} & (t < t_{b1}) \\ [(t/t_{b2})^{\alpha_2 n} + (t/t_{b2})^{\alpha_3 n}]^{-1/n} & (t > t_{b1}) \end{cases} \quad (6.1)$$

ここで t_{b1} と t_{b2} はライトカーブの折れ曲がりの時間、 n は折れ曲がりの滑らかさ、幅を表す指数である。フィットするデータには、ライトカーブ ($t \sim 0.08 - 0.09$ 日) の “bump” 部分は含まない。

前者の結果は reduced $\chi^2 = 1.72$ (285 degrees of freedom [dof]) であったのに対し、後者は reduced $\chi^2 = 1.06$ (283 dof) であり、統計的に有意な改善が見られる (図 6.8)。この結果より、1 日目のライトカーブは折れ曲がり 1 つだと説明できず、2 つの折れ曲がりを考慮した broken power-law 関数でよく説明できると結論づけた。

そのべきは、 $\alpha_1 = 0.88 \pm 0.01$ ($0.047 < t < t_{b1}$ 日), $\alpha_2 = 1.18 \pm 0.01$ ($t_{b1} < t < t_{b2}$ 日), $\alpha_3 = 1.81 \pm 0.04$ ($t_{b2} < t < 1.2$ 日), であり、 $t_{b1} \sim 0.26$ 日、 $t_{b2} \sim 0.54$ 日、 $n = 18.8 \pm 5.1$ という結果が得られた。 α_1 は東工大で得られたデータで決定した。最初期のライトカーブは、単一 power-law ($f \propto t^{-\alpha_1}$) でよく合う。 α_2 と α_3 は Burenin et al. のデータと GCN に報告されているデータ (表 6.2) から求めた。

6.3 議論

6.3.1 $0.05 < t < 0.26$ 日のライトカーブ

Burenin et al. (2003) は、BVRI filter を使った、バースト発生から 6 時間後からの観測を報告している。 R band の観測結果から、そのライトカーブは $F_\nu \propto t^{-1.19}$ でよく合うことが分かった。また、 $t_{\text{brk}} \sim 0.57$ 日に折れ曲がりがあることも報告している。 $t \geq t_{\text{brk}}$ においては、ライトカーブの power-law slope は -1.19 から -1.9 に変化している。この折れ曲がり、power-law のべきが -1.18 ± 0.01 から -1.81 ± 0.04 に変化する、我々の 2 つめの折れ曲がり ($t_{\text{b2}} \sim 0.54$ 日) と良く一致している。

Price et al. (2003d), Burenin et al. (2003), Tiengo et al. (2003) は、GRB 030329 の観測結果を、超相対論的ジェットの減速を考慮したモデルに適用し、 $t \sim 0.5 - 0.6$ 日のライトカーブの折れ曲がり、"jet-break"¹ と解釈できると報告している。しかしながら、我々の発見した $t \sim 0.26$ 日の折れ曲がり、観測データがないため、議論がなされていない。この解釈は、「複数の色で同時に折れ曲がりが見られた」という事実に基づいて成り立っている。さらには、power-law のべきが -1.19 から -1.9 と変化することが、一般的に観測される jet-break の場合とほぼ一致している。

6.3.2 $t \sim 0.26$ 日の折れ曲がり

スペクトルにおける、折れ曲がりの振動数は ν_m と ν_c の 2 通りある (Appendix 参照)。ここで ν_m はローレンツ因子 γ_m を持つ電子が出すシンクロトロン振動数、 ν_c は γ_c で決まるシンクロトロン振動数 (冷却振動数) を表す。 ν_m と ν_c は時間の関数であり、 ν_m または ν_c が観測振動数 ν_R を横切ったときに、ライトカーブに折れ曲がりが見られる。したがって、1 つめの折れ曲がり (t_{b1}) を理解するため ν_m, ν_c, ν_R の関係に基づいて、6 つの場合について考える (表 6.3 を参照)。標準的なガンマ線バーストの描像では $\nu_c \leq \nu_m$ の関係にある場合を、全ての電子が急速に冷却されることから "fast cooling" と呼ぶ。一方、 $\nu_c \geq \nu_m$ の関係を、高エネルギーの電子だけを効率的に冷却することから "slow cooling" と呼ぶ。さらには、議論をガンマ線バーストの発生環境によって分けた場合の、"一様な星間物質中でのモデル (ISM model)" (e.g., Sari & Piran 1999b) と "星風モデル (wind model)" (e.g., Chevalier & Li 1999) にまで拡大する。この結果を表 6.3 にまとめる。

まず、 ν_R が ν_m, ν_c のどちらよりも下にある場合 ($\nu_R < \nu_m < \nu_c$ と $\nu_R < \nu_c < \nu_m$; 表 6.3 において (3)(6) の場合)、 ν_R における観測フラックスは時間とともに増大するが、これは観測結果と矛盾している。逆に、 ν_R が ν_m, ν_c のどちらよりも上にある場合 ($\nu_m < \nu_c < \nu_R$ と $\nu_c < \nu_m < \nu_R$; 表 6.3 において (1)(4) の場合)、スペクトルのべきは理論的に $\beta = p/2$ と予想される。ここで p

¹超相対論的ジェットの角度構造が観測できるようになったときに起こる折れ曲がり (Sari, Piran & Halpern 1999a, Rhoads 1999)

はシンクロトロン放射する電子のべき指数 $N(\gamma) \propto \gamma^{-p}$ である。観測値は $t = 0.26$ 日において $\beta = 0.66$ であるから、 $p = 1.32$ と計算できる。しかし、この値は GRB における平均的な値 (相対論的な衝撃波加速では 2.3) と比べて小さすぎる。さらに power-law のべきは $\alpha = \frac{2-3p}{4} \sim 0.49$ と求まり、我々の観測結果 $\alpha_1 \sim 0.88$ と矛盾する。また $\nu_c < \nu_R < \nu_m$ の場合 (表 6.3 において (5) の場合)、power-law のべきが $\alpha = 0.25$ (Sari, Piran & Narayan, 1998) と予想されることから、除外できる。よって、観測開始から 1 つめの折れ曲がりまでは ($t \leq t_{b1}$)、 $\nu_m < \nu_R < \nu_c$ (表 6.3 において (2) の場合) であると考えられ、電子は “slow cooling” の状態にあると言える。最後に、ガンマ線バーストの発生環境について考慮する。“wind-type” であるとするれば、 $\alpha = \frac{3\beta}{2} - \frac{\delta}{8-2\delta} \sim 1.49$ ($\delta = 2$) (Panaitescu, Meszaros & Rees 1998) と予想され、観測結果と矛盾するのでこのモデルは除外できる。

よって、GBR 030329 は ISM モデルで説明できるガンマ線バーストで、その残光に振るまいは、“adiabatic hydrodynamics, slow cooling” の標準的な外部衝撃波モデルで説明できる。

slow-cooling の場合、光度曲線は ν_c を境にして、低振動数側と高振動数側でそれぞれ $t^{-3(p-1)/4}$ 、 $t^{-(3p-2)/4}$ のべき則に従う。よって前章のフィッティング結果より、 $\nu < \nu_c$ においては $3(p-1)/4 = 0.88$ であるから、 $p \sim 2.17$ と求まる。これを $t^{-(3p-2)/4}$ に代入すると $\alpha = 1.13$ と予想され、実際の観測値: $\alpha_2 = 1.18 \pm 0.10$ とよく一致する。よって、 $t \sim 0.26$ 日後の、1 つめの折れ曲がり cooling-break である可能性が高いと結論づけられる。

次に、 t_c 、 t_m を用いて ϵ_B 、 ϵ_e を求める。 ϵ_B 、 ϵ_e は、それぞれ磁場、電子から与えられるショックエネルギーの割合である。slow-cooling の場合、 $t_m < t < t_c$ という関係式が成り立つので、 $t = t_m$ は、観測開始時刻よりも前であるという制限を付けることができる。よって、 $t_c = t_{b1} = 0.26$ 日、 $t_m < 0.047$ 日、 $E_{iso} = 10^{52}$ ergs、 $n = 1 \text{ cm}^{-3}$ 、 $\nu = 0.5 \times 10^{15}$ Hz とすれば、

$$\epsilon_B \sim 0.05 \left(\frac{t_c}{0.26} \right)^{-\frac{1}{3}} \left(\frac{E_{52}}{1.0} \right)^{-\frac{1}{3}} \left(\frac{n_1}{1.0} \right)^{-\frac{2}{3}} \left(\frac{\nu_{15}}{0.5} \right)^{-\frac{2}{3}} \quad (6.2)$$

$$\epsilon_e < 0.20 \left(\frac{\epsilon_B}{0.05} \right)^{-\frac{1}{4}} \left(\frac{t_m}{0.047} \right)^{\frac{3}{4}} \left(\frac{E_{52}}{1.0} \right)^{-\frac{1}{4}} \left(\frac{\nu_{15}}{0.5} \right)^{\frac{1}{2}} \quad (6.3)$$

と求まり、また reverse-shock のフラックスピーク時間 t_{peak} (Sari & Piran 1999b) も求めることができる。

$$t_{\text{peak}} \sim 0.03 \left(\frac{\epsilon_B}{0.05} \times \frac{1}{0.1} \right)^{-3} \left(\frac{E_{52}}{1.0} \right)^{-1} \left(\frac{n_1}{1.0} \right)^{-2} \left(\frac{\nu_c}{5.0 \times 10^{14}} \right)^{-2} \text{ days} \quad (6.4)$$

ローレンツ因子は時間の関数で、 $\gamma(t) \sim (3E/256\pi n m_p c^5 t^3)^{1/8}$ (Piran 1999) で計算される。また、磁場の大きさは ϵ_B とローレンツ因子を使って $B = \gamma c \sqrt{32\pi \epsilon_B n m_p}$ の式から求められる。 $E = 10^{52}$ ergs とすると、2 つの折れ曲がり時間におけるローレンツ因子と磁場の大きさは、それぞれ $\gamma = 9.7, B = 0.86$ G ($t_{b1} = 0.26$ 日)、 $\gamma = 7.4, B = 0.64$ G ($t_{b2} = 0.54$ 日) と求まる。

この章で ϵ_B と ϵ_e の値を求めたが、この結果は Panaitescu & Kumar (2001) によって求められたガンマ線バーストの平均値と良く一致している。それぞれの値は $\log \epsilon_B = -2.4 \pm 1.2$ 、 $\epsilon_e = 0.062 \pm 0.045$ である。

6.3.3 $t \sim 0.08 - 0.09$ 日における bump

最後に、ライトカーブにおける “bump” ($t \sim 0.08 - 0.09 - t_{\text{bump}}$) についてコメントする。Uemura et al. (2003) において、ライトカーブのべきは $t = 0.085$ 日後に 0.74 から 0.95 に変わると報告されている。しかし我々の $t < 0.08$ 日のデータでは、べきは 0.74 よりも steep である。また、 $t > 0.09$ 日のライトカーブは、最初期のライトカーブのべきと一致する。この bump について考える。

短時間変動、i.e., “bumps and wiggles”、は forward-/reverse-shock 構造 (Kobayashi & Zhang 2003)、中心エンジンからのエネルギー再放射、または、星間物質の密度変化 (Nakar, Piran & Granot 2003) などの原因が考えられる。

まず forward-/reverse-shock 構造については、理論的に “bump の前後で power-law のべきが同じにはならない” と予言されており、これは観測結果と矛盾するため、除外される。エネルギーの再放射も、“bump の前後で power-law のべきは一致するが、normalization が増加する” と考えられているので、このモデルも除外できる。それゆえライトカーブに見られる bump は、星間物質の密度変化によるものであると考えられる (Nakar, Piran & Granot 2003)。 t_{bump} における、中心エンジンからの距離 $R(t)$ (Piran 1999) と密度変化量 (Nakar, Piran & Granot 2003) を計算する。

$$R(t) \sim 2.2 \times 10^{17} \left[3 \left(\frac{E_{52}}{1.0} \right) \left(\frac{t(\text{sec})}{7300} \right) / \pi m_p c \left(\frac{n_1}{1.0} \right) \right]^{\frac{1}{4}} \text{ cm} \quad (6.5)$$

$$\left(\frac{n}{n_0} \right) \sim 1.1 \times \left(\frac{F_\nu / F_0}{1.1} \right)^{4/(1+p)} \quad (6.6)$$

よってこの bump は、中心から 2.2×10^{17} cm の距離において、星間物質の密度が 10% 程度増加したと考えることで、説明できることが分かった。

6.4 まとめ

我々は、GRB 030329 の非常に明るい可視残光を、バースト発生から 67 分後に観測した。我々の観測結果から、スペクトルのべきから shocked electron が “slow cooling” regime にあり、電子スペクトルのべきは $p = 2.17$ と求まり、GRB 030329 の残光が、標準的な外部衝撃波モデルで

説明できることを示した。ライトカーブの1つめの折れ曲がりには、べきの変化が ~ 0.3 であり、cooling-breakの特徴とよく一致することを示した。

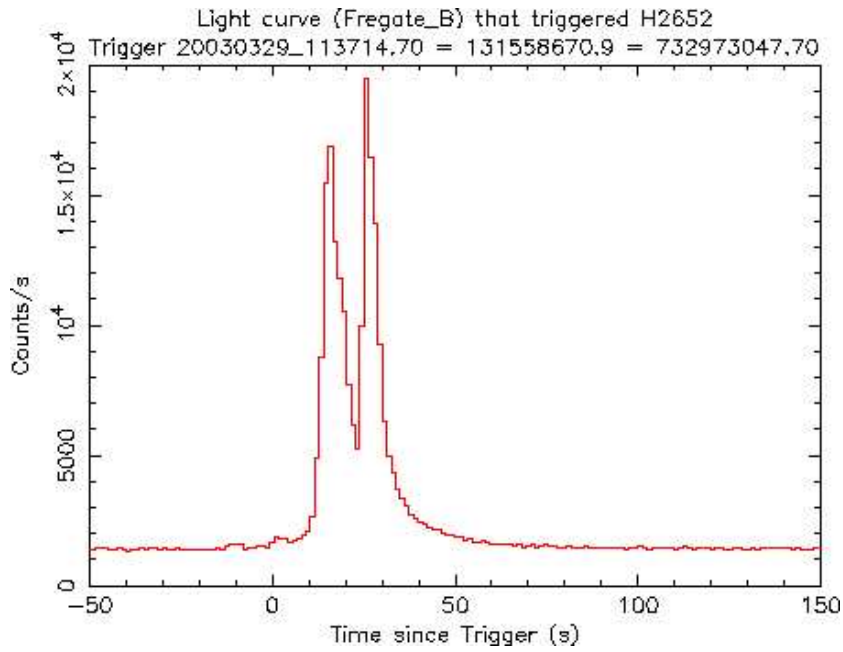


図 6.1: HETE-2 で観測された GRB 030329 のライトカーブ。このバーストは FREGATE (5-120 keV のエネルギーバンド) によって検出された。

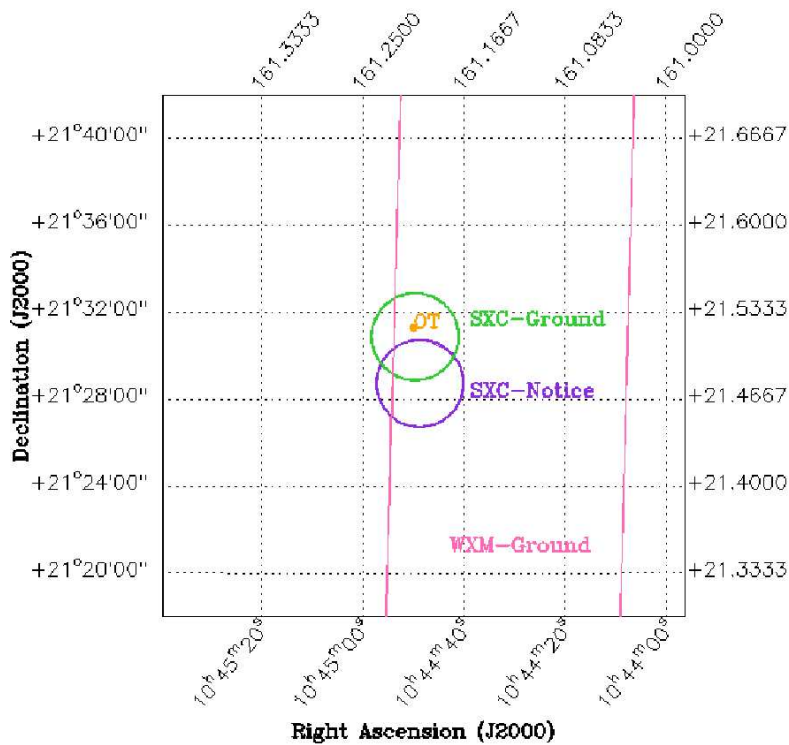


図 6.2: GRB 030329 のスカイマップ。紫色の円は SXC の暫定位置誤差範囲、緑色の円は SXC のデータから地上解析によって求められた位置誤差範囲、OT は残光の位置を示している。

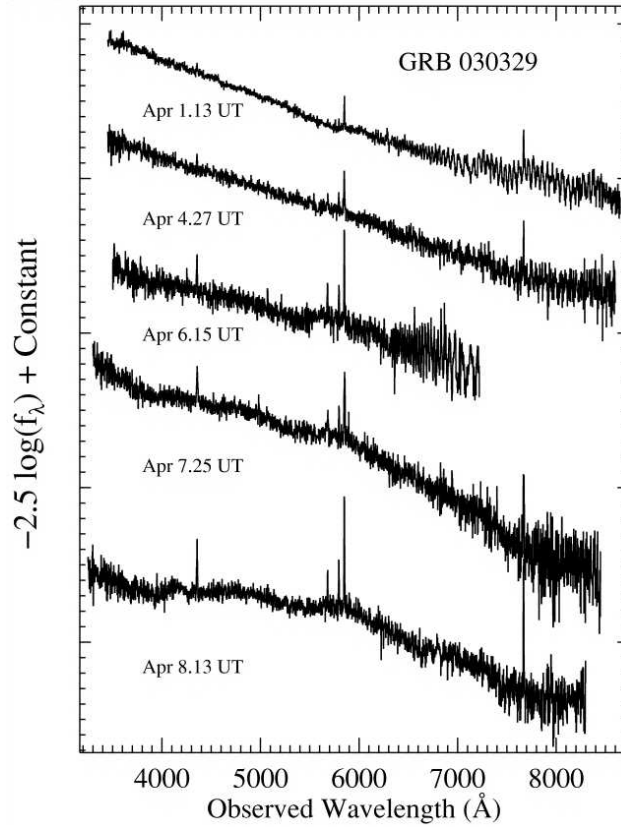


図 6.3: バースト発生から 2.64 日後から 9.64 日後までの GRB 030329/SN 2003 のスペクトル進化の図。初期のスペクトルには、 $z = 0.168$ に位置する母銀河の H II 領域起源の輝線が見られるが、べき -0.9 の power-law 関数に乗る。しかし、バースト発生から 6 日後のスペクトルは、超新星起源と思われる 幅の広いピークを示している。(Stanek et al. 2003)

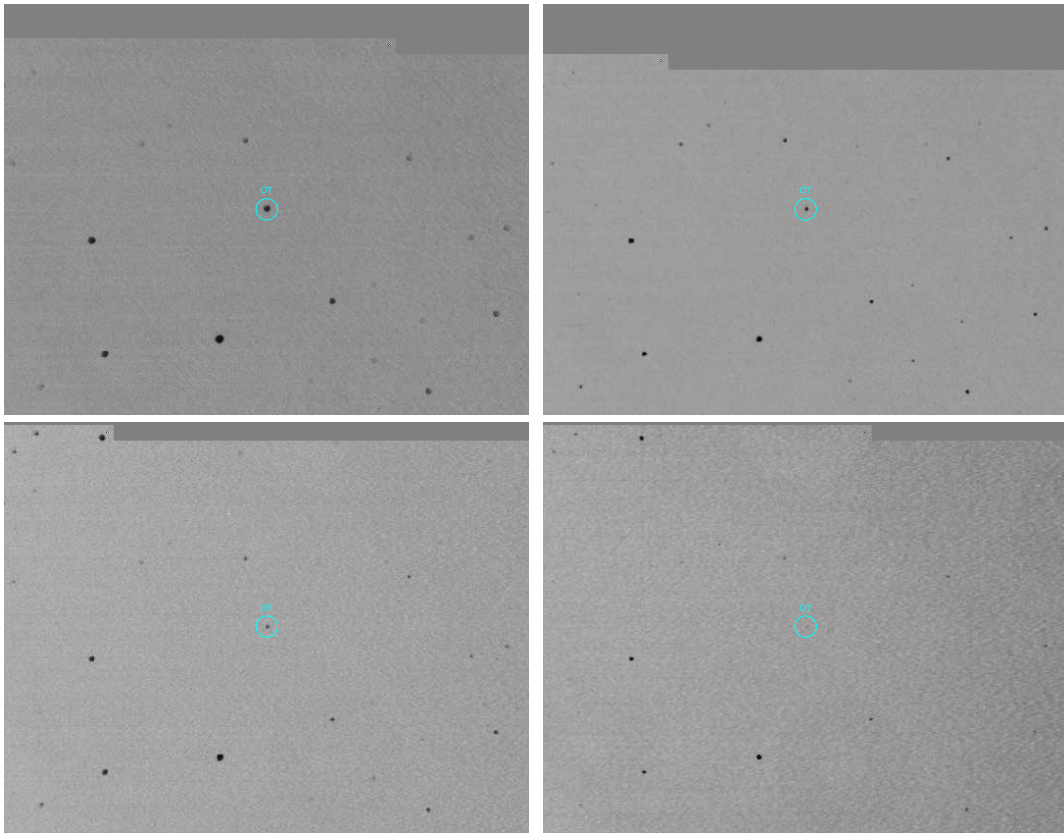


図 6.4: 4つの画像は、それぞれ 2003 年 3 月 29 日 21:44、30 日 0:00、2:08、3:32 (日本標準時) に東工大において撮像したもの。画像の中心に写っている星が周りの星に比べて徐々に暗くなっていくのが分かる。

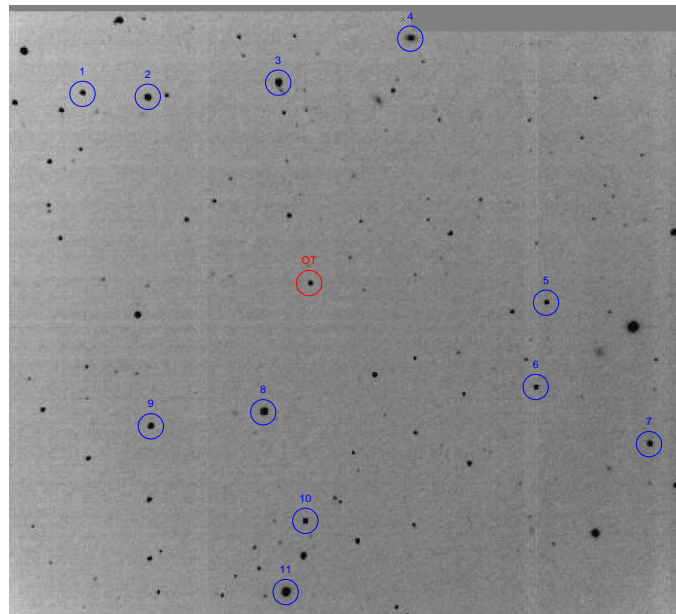


図 6.5: 測光に用いた 11 個の比較星

	Catalog_ID	Ra	Dec	Mag
1	U1050_06353790	10:45:36.682	+21:40:13.01	14.1
2	U1050_06353017	10:45:23.383	+21:40:03.14	11.9
3	U1050_06351266	10:44:56.916	+21:40:47.71	11.0
4	U1050_06349399	10:44:29.942	+21:42:55.62	10.4
5	U1050_06347442	10:45:01.949	+21:30:31.54	14.4
6	U1050_06347569	10:44:04.068	+21:26:27.53	13.7
7	U1050_06345939	10:43:40.841	+21:23:49.45	12.4
8	U1050_06351425	10:44:59.477	+21:25:12.86	10.1
9	U1050_06352943	10:45:22.250	+21:24:29.74	13.1
10	U1050_06350870	10:44:51.005	+21:20:04.38	12.8
11	U1050_06351093	10:44:54.684	+21:16:40.87	9.7

表 6.1: 比較星 11 個のリスト。USNO-A2.0 カタログから ID、座標 (RA, DEC)、等級 (*R*-band) を抜粋。

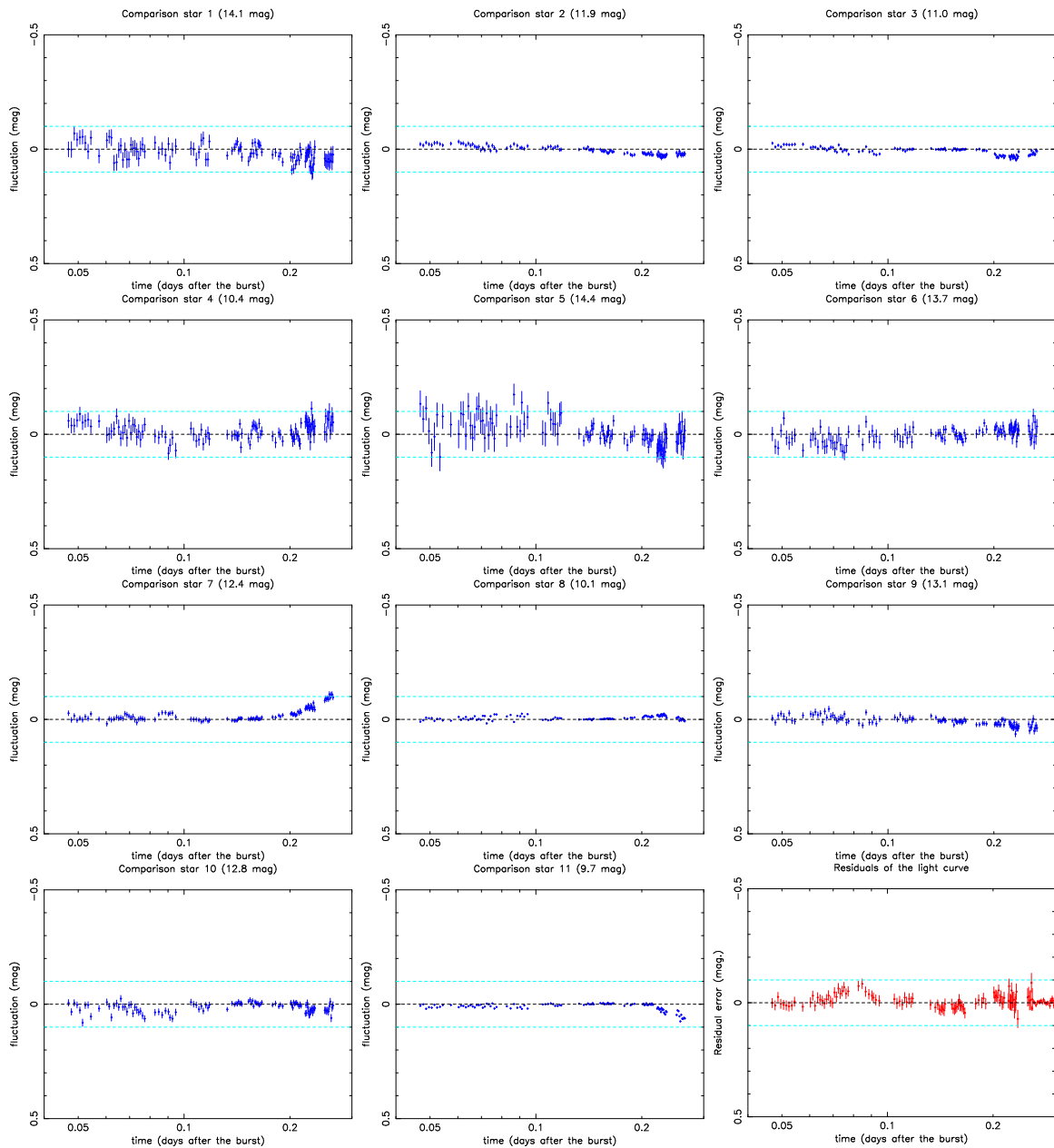


図 6.6: 比較星 1-11 の安定性 (横軸: バースト発生からの時間 (日)、縦軸: 比較星の真の等級と、解析で求めた等級との差 (mag)) 右下の図は残光の変動の様子を示している。0.08 日の変動 (増光) は、比較星の等級のゆらぎに比べると有意である。0.2 日以降は比較星の等級も変動しているが、これは星の高度が落ちてきたことで、色が変わった (赤くなる) ためであると考えられる。

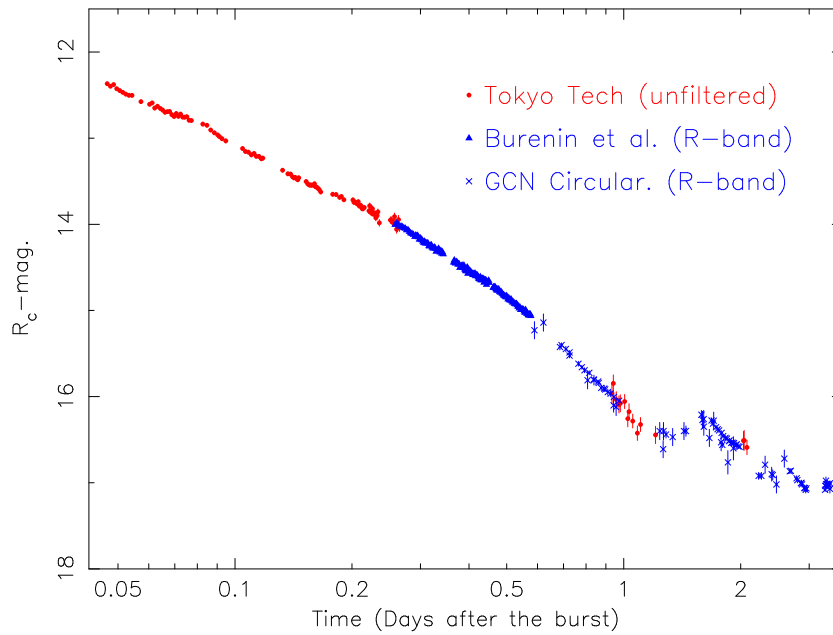


図 6.7: GRB 030329 の可視残光ライトカーブ。赤い点は東工大、青い三角点は Burenin et al.、その他の点は GCN 2028, 2029, 2034, 2041, 2050, 2056, 2058, 2064, 2067, 2070, 2071, 2074, 2077, 2091, KAIT に報告されている観測データである。これらの等級は Henden (2003) の結果を用いて変換を行った。

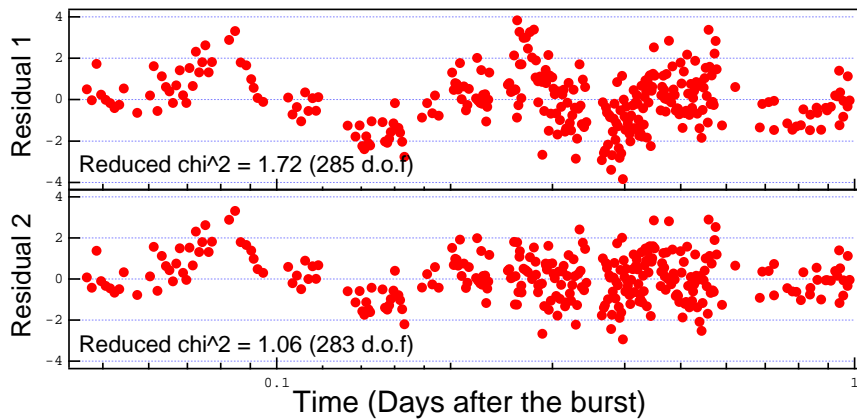


図 6.8: 残光ライトカーブを 2 種類のモデルでフィッティングした結果 (残差)。上段: 1 つの、滑らかな折れ曲がり を考慮した broken power-law からの残差、下段: 2 つの折れ曲がり を考慮した broken power-law からの残差

$t - t_0$ (day)	Mag	Merr	Band	GCN	$t - t_0$ (day)	Mag	Merr	Band	GCN
0.589417	15.230	0.100	R	2071	1.792770	16.560	0.031	R	KAIT
0.621375	15.140	0.100	R	2071	1.802508	16.459	0.025	R	2056
0.685467	15.424	0.034	R	KAIT	1.827527	16.479	0.026	R	2056
0.692011	15.402	0.026	R	2056	1.843501	16.487	0.027	R	2056
0.709900	15.448	0.032	R	KAIT	1.853360	16.763	0.136	R	KAIT
0.725438	15.524	0.027	R	2056	1.867313	16.516	0.022	R	2056
0.725664	15.487	0.022	R	KAIT	1.871147	16.509	0.026	R	2056
0.764795	15.618	0.028	R	KAIT	1.890570	16.536	0.027	R	2056
0.780467	15.659	0.023	R	KAIT	1.906026	16.535	0.026	R	2056
0.792876	15.694	0.029	R	2056	1.915559	16.600	0.135	R	KAIT
0.807458	15.810	0.100	R	2071	1.921512	16.539	0.028	R	2056
0.815710	15.724	0.023	R	KAIT	1.945075	16.560	0.027	R	2056
0.837460	15.801	0.024	R	2056	1.952860	16.555	0.029	R	2056
0.838198	15.809	0.057	R	KAIT	1.969755	16.577	0.027	R	2056
0.859483	15.825	0.016	R	KAIT	1.985378	16.583	0.015	R	2056
0.862181	15.841	0.025	R	2056	2.224137	16.920	0.040	R	2050
0.875305	15.899	0.030	R	KAIT	2.259300	16.920	0.040	R	2067
0.891150	15.907	0.035	R	KAIT	2.310250	16.790	0.100	R	2071
0.896150	15.917	0.024	R	2056	2.402600	16.900	0.080	R	2067
0.909749	15.948	0.035	R	KAIT	2.418100	16.910	0.060	R	2067
0.925745	15.965	0.037	R	KAIT	2.470667	17.020	0.100	R	2071
0.941809	16.102	0.079	R	KAIT	2.588708	16.720	0.100	R	2071
0.943959	16.004	0.026	R	2056	2.675150	16.866	0.028	R	2070
0.956083	16.120	0.100	R	2071	2.692310	16.861	0.027	R	2070
0.973276	16.048	0.026	R	2056	2.784136	16.948	0.030	R	2070
1.238025	16.400	0.100	R	2034	2.797331	16.970	0.031	R	2070
1.263025	16.610	0.100	R	2028	2.856051	17.005	0.031	R	2070
1.265802	16.400	0.100	R	2029	2.866330	17.001	0.031	R	2070
1.284700	16.440	0.040	R	2067	2.874255	17.018	0.032	R	2070
1.336625	16.470	0.100	R	2071	2.914441	17.061	0.033	R	2070
1.429000	16.400	0.100	R	2071	2.924970	17.062	0.034	R	2070
1.445900	16.400	0.060	R	2067	2.938045	17.082	0.037	R	2070
1.583800	16.210	0.050	R	2041	2.950601	17.065	0.039	R	2070
1.594292	16.270	0.100	R	2071	3.295246	17.082	0.021	R	2077
1.606083	16.260	0.100	R	2058	3.299204	17.036	0.025	R	2077
1.607458	16.350	0.100	R	2071	3.314238	16.977	0.044	R	2077
1.660958	16.480	0.100	R	2071	3.314517	17.016	0.027	R	2077
1.682263	16.277	0.029	R	2056	3.329471	17.045	0.027	R	2077
1.704000	16.280	0.100	R	2071	3.338658	17.010	0.033	R	2077
1.696507	16.313	0.024	R	2056	3.339792	17.020	0.020	R	2074
1.727454	16.356	0.026	R	2056	3.363346	17.022	0.011	R	2077
1.743939	16.378	0.025	R	2056	3.375500	17.030	0.011	R	2077
1.759443	16.392	0.027	R	2056	3.391200	17.070	0.050	R	2067
1.781083	16.530	0.100	R	2058	3.392675	17.006	0.023	R	2077
1.786003	16.421	0.026	R	2056	3.570792	17.160	0.030	R	2074

表 6.2: ライトカーブに用いた観測データ。GCN に報告されていたものをまとめた

Model	Environment	α	Comment
(1) $\nu_m < \nu_c < \nu_R$	ISM	0.49	α and β are inconsistent
	Wind	0.49	α and β are inconsistent
(2) $\nu_m < \nu_R < \nu_c$	ISM	0.99	OK
	Wind	1.49	α does not fit data
(3) $\nu_R < \nu_m < \nu_c$	ISM	-	$\alpha < 0$
	Wind	-	$\alpha < 0$
(4) $\nu_c < \nu_m < \nu_R$	ISM	0.49	α and β are inconsistent
	Wind	0.49	α and β are inconsistent
(5) $\nu_c < \nu_R < \nu_m$	ISM	0.25	α does not fit data
	Wind	0.25	α does not fit data
(6) $\nu_R < \nu_c < \nu_m$	ISM	-	$\alpha < 0$
	Wind	-	$\alpha < 0$

表 6.3: 様々な理論モデルにおけるべきの予言値

第7章 まとめ

東工大の屋上に、HETE-2 衛星からのガンマ線バースト位置速報を受け、迅速な可視光対応天体の探査を追観測を行う自動望遠鏡システムを構築した。本システムは、ガンマ線バーストと同時に発生する可視光フラッシュや、その後に残る早期残光を発見し、その光度の変化を観測する。また、対応天体の正確な位置を決定し、詳細な追観測が効率良く実行できるように全世界に速報することも目的とする。

本システムの特長は、大がかりなシステムを必要とせず、市販の高速駆動可能な小型望遠鏡 (口径 30cm) と、HETE-2 衛星の位置決定誤差範囲を十分カバーできるだけの広い視野 (44.0×44.0 arcmin) を持った冷却 CCD カメラを用いて構成されている点にある。このシステムで得られる限界等級は、R バンドに換算して 18 等級であり、都市光の強い東工大に屋上にありながら、可視光フラッシュや早期残光の観測を充分に行える感度を持つことを示した。

2003 年 3 月 29 日に発生したガンマ線バーストは、日本から観測可能な時間帯に発生し、極めて明るい残光を示したため、バースト発生約 67 分後から、3 日間にわたり減光の様子を連続的に捉えることができた。このガンマ線バーストは、HETE 衛星の観測史上最も明るいイベントであり、世界中の数十の望遠鏡で観測された。また、このバースト残光からは極超新星起源と思われる成分が検出され、ガンマ線バーストと超新星との関連を決定づける、ガンマ線バースト研究史上において 1、2 を争う最も重要なイベントとなった。この残光を世界で最初期に撮像し、同バーストにおける最も質の高いデータを得ることに成功した。

今後は、初の試みとして、この自動システムに加えて、より確実な観測ができるよう、携帯電話を使って手動で望遠鏡を操作することも検討している。手動と自動の両方から完成度を高め、世界のどこよりも機動性の高い、確実な即時観測を目指す。

また、東工大システム構築のノウハウを生かして、岡山観測所、明野観測所に設置されたガンマ線バースト専用赤外望遠鏡を立ち上げ、性能を検証し、測光校正を行う。これらのシステムでは、現在運用中の HEETE-2 衛星と、2004 年 6 月に打ち上げが予定されている Swift 衛星と連携することで、数多くの、バースト中、あるいは発生直後の明るい残光を可視・近赤外領域で多色観測を行う。この観測から $z = 10$ までのライマンブレイク¹を連続的に探し、赤方偏移分布を測定することによって、ガンマ線バーストの起源を明らかにする。

¹高赤方偏移のガンマ線バースト残光は、銀河間空間水素による吸収によって、連続スペクトルの短波長側が欠損する。これをライマンブレイクと呼ぶ。一方、本来の残光のスペクトルは滑らかなべき型であるので、VRI バンド、及び近赤外にわたる多色測光を行えば、スペクトルの不連続点からその赤方偏移を決定することができる。

付録A ガンマ線バーストの残光

A.1 火の玉モデル

現在ガンマ線バーストの標準的なモデルとなっている“火の玉モデル”とは、以下のような状態を想定した理論である (詳しくは Kobayashi 2000 を参照)。

1. コンパクトな中心エンジンから大量のエネルギーが発生、光子と電子・陽電子からなる火の玉が生まれる。
2. 火の玉の膨張につれて熱エネルギーが、火の玉にわずかに含まれるバリオンの運動エネルギーに変換され、相対論的速度で膨張する球殻が形成される。
3. 球殻が広がって光学的に厚くなったところで、その運動エネルギーが衝撃波により再度熱エネルギーに戻される。
4. その熱エネルギーがシンクロトロン放射される。

相対論的運動は少量のバリオンが混入した火の玉で自然に発生することが知られていることから、ここでは加速メカニズムとして熱的なものをあげた。しかし観測にかかるのは、相対論的速度の球殻が形成された後の時期だけだから、加速メカニズムとしては他のものでもかまわない。

衝撃波には 2 つの種類が考えられている。中心エンジンから放出された多くの球殻が、様々な速度で広がるために内部で衝突が起こり“内部衝撃波 (internal shock)”が生じる。そこで非熱的な粒子の加速が起こって 100 MeV 程度のエネルギーをもつ電子が生成され、同時にガウス程度の強い磁場も生じるので、電子がシンクロトロン放射をして X 線が放射される。我々から見ると、光のドップラー効果で光子エネルギーが倍になって、ガンマ線として観測される。これがガンマ線バーストである。また、球殻が膨張して周りの星間物質に衝突していくことによって“外部衝撃波 (external shock)”が生じる。内部衝撃波は球殻の膨張を完全に止めることができないため、球殻はさらに膨張して外部衝撃波により減速を受ける。したがってガンマ線バーストの後に、外部衝撃波が生み出すゆっくりと変化する放射が見られるはずである。これが“残光”である。

A.2 残光と外部衝撃波

相対論的速度で膨張する球殻によって、星間物質中を広がる順光衝撃波 (外部衝撃波) が引き起こされる。一方、星間物質とぶつかることによって球殻表面は減速する。この減速を受けた物質に

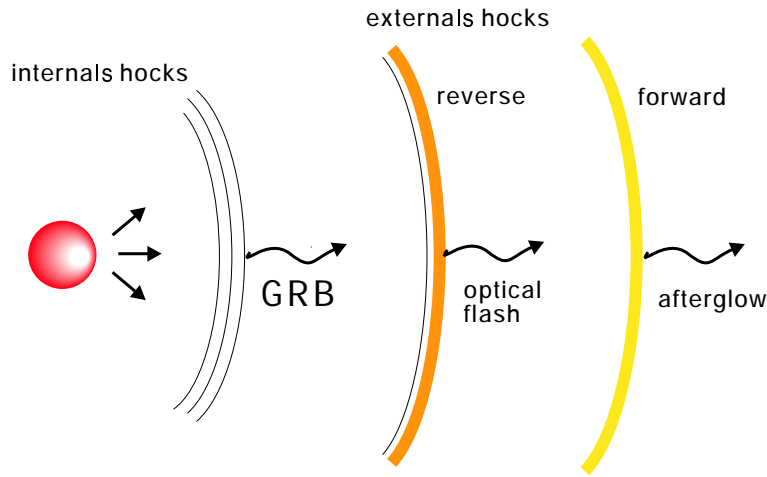


図 A.1: 火の玉モデルの模式図。中心エンジンからの噴出物は、内部衝撃波 (internal shock) によりガンマ線バースト、逆行衝撃波 (external reverse shock) により可視光フラッシュを生成する。星間物質中を伝播する順光衝撃波 (external forward shock) からは残光が放射される。

次々と背後からくる物質が衝突する。つまり逆行衝撃波 (外部逆行衝撃波) が球殻中を伝播する。

半径が小さいとき、球殻の物質密度が大きいので、球殻はほとんど減速を受けない。しかし球殻が膨張するにつれて密度は下がり、衝撃波による減速が大きくなっている。球殻のエネルギー、質量を一定として考えれば、球殻が厚い場合には、物質を大きく減速する。一般的に“厚い”球殻が“long burst”に対応している。逆に“薄い”場合には、衝撃波が相対論的になる前に横切り終わるので、球殻はほとんど減速を受けない。半径 10^{16} cm 程度で逆行衝撃波が球殻を横切った後、順光衝撃波を受けた星間物質が系の大部分のエネルギーを持つ。この衝撃波を受けた物質および順光衝撃波そのものの流体力学は、Blandford-McKee 自己相似解 (BM 解) によってよく記述される。

残光のスペクトルを考える。火の玉モデルにおいて、残光は衝撃波を受けた星間物質中の電子からのシンクロトロン放射光である。衝撃波を受けた星間物質の内部エネルギーの一定の割合が電子に与えられるとし、電子は γ をランダム運動のローレンツ因子としてべき分布 $N(\gamma)d\gamma \propto \gamma^{-p}d\gamma (\gamma > \gamma_m)$ に加速されると仮定する。 γ_m は、星間物質の内部エネルギーから決まる典型的なランダム運動のローレンツ因子である。

実際には、電子は放射冷却を受けるので、個数分布は衝撃波加速によるべき分布からずれる。共動系の時間スケール $R/c\Gamma$ に放射冷却時間が等しくなる電子のローレンツ因子 γ_c を定義すると、 γ_c よりエネルギーの高い電子は領域内で冷却するので、分布は γ_c でべきが急になる。それに対応して放射スペクトルは、 γ_c で決まるシンクロトロン振動数 ν_c で折れ曲がりをもつ。この折れ曲がりを“cooling break”という。

ローレンツ因子 γ_m をもつ電子が出すシンクロトロン振動数 ν_m 、 γ_c で決まるシンクロトロン

振動数 ν_c 、を境にして、スペクトルがどのような振舞をするのかをまとめる。

“fast cooling”¹の場合 (図 A.2 左上図)、

$$F(t) \propto \begin{cases} \nu^{1/3} & (\nu_c > \nu) \\ \nu^{-1/2} & (\nu_m > \nu > \nu_c) \\ \nu^{-p/2} & (\nu > \nu_m) \end{cases} \quad (\text{A.1})$$

“slow cooling”²の場合 (図 A.2 左下図)、

$$F(t) \propto \begin{cases} \nu^{1/3} & (\nu_m > \nu) \\ \nu^{-(p-1)/2} & (\nu_c > \nu > \nu_m) \\ \nu^{-p/2} & (\nu > \nu_c) \end{cases} \quad (\text{A.2})$$

スペクトルの時間変化は、衝撃波の時間発展の仕方によって決まっている。

衝撃波の時間発展には、2種類ある。1つは“radiative evolution”といって、衝撃波中の内部エネルギーが放射に転化される場合である。この場合、電子エネルギー $\epsilon_e \rightarrow 1$ 、fast cooling ($\gamma_c < \gamma_m$) であるという条件を満たさなくてはならない。もう1つは“adiabatic evolution”といって、衝撃波のエネルギーが一定の状態でもちこたう場合である。

それぞれの場合について、ライトカーブの振舞をまとめる。

“radiative evolution”の場合 (図 A.2 右上図)、

$$F(t) \propto \begin{cases} \nu^{1/6} & (t_c > t) \\ \nu^{-1/4} & (t_m > t > t_c) \\ \nu^{(2-3p)/4} & (t > t_m) \end{cases} \quad (\text{A.3})$$

“adiabatic evolution”の場合 (図 A.2 右下図)、

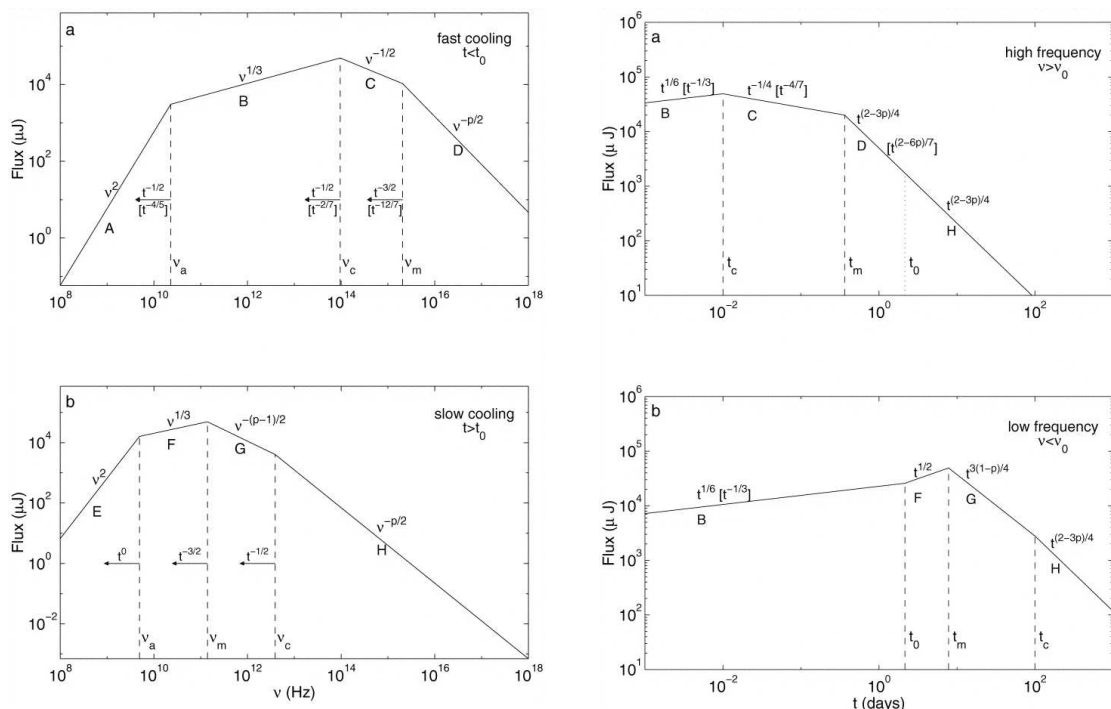
$$F(t) \propto \begin{cases} \nu^{1/2} & (t_m > t) \\ \nu^{3(1-p)/4} & (t_c > t > t_m) \\ \nu^{(2-3p)/4} & (t > t_c) \end{cases} \quad (\text{A.4})$$

A.3 可視光フラッシュと逆行衝撃波

1999年1月23日に発生したガンマ線バースト (GRB 990123) では、ROTSE 望遠鏡によって、バースト発生中に最大9等級という“可視光フラッシュ”が観測された。ROTSEによって観

¹ $\gamma_m > \gamma_c$ の関係を、全ての電子が急速に冷却されることから“fast cooling”呼ぶ。

² $\gamma_m < \gamma_c$ の関係を、全て高エネルギーの電子だけを効率的に冷却することから“slow cooling”呼ぶ。



1 of 1

2004年02月03日 09:38

2004年02月03日 09:38

図 A.2: 左図: べき分布の電子のシンクロトロンスペクトル (上図: fast cooling の場合、下図: slow cooling の場合)。右図: シンクロトロンライトカーブ (上図: radiative evolution の場合、下図: adiabatic evolution の場合)。(Sari, Piran & Naratan 1998)

測された可視光フラッシュは t^{-2} で減光したのに対して、数時間以降の残光の減光は t^{-1} の振舞であった。

可視光フラッシュは逆行衝撃波からの放射として説明することができる。逆行衝撃波が球殻を横切り終わったとき、球殻と順光衝撃波を受けた星間物質の接触面で圧力、速度が等しいことから、内部エネルギーの密度は等しい。しかし球殻の質量密度の方が大きいので、物質中の電子 1 個当たりのエネルギーは球殻の方が少ない。このことから、順行衝撃波が X 線で光るのに対して、逆行衝撃波は可視光で光る。また逆行衝撃波の流体力学を解くことにより、球殻が“厚い”場合にはガンマ線バーストの終りにこの放射が観測されるのに対して、“薄い”場合にはバーストに遅れて観測されると評価できる。

この逆行衝撃波からの放射スペクトルも、順行衝撃波の場合と全く同じようにして求めることができる。ただし逆行衝撃波が球殻を横切った後は、新たに加熱される電子がないので ν_c よりも高い周波数での放射はない。逆行衝撃波が相対論的な場合には、逆行衝撃波を受けた球殻の時間発展は、BM 解の流体素片のスケーリング則を用いて近似できる。一方、逆行衝撃波が非相対論的で球殻の温度が低い場合には、球殻の時間発展は BM 解とは異なるが、光度の時間変化はほぼ同じになる。

球殻は膨張するにつれて速度と温度が下がるので、そこからの放射の振動数、明るさも下がる。

A.4 ジェット

相対論的に運動する物体からの放射は、運動方向まわりのラジアン ~ 0.5 度の角度にのみビーム状に放射される (相対論的ビーミング効果)。放出物や外部衝撃波の速度が十分速ければ、球ではなくジェット状のものであっても観測者にとっては同じである。

図 A.3 の球体を中心エンジンとして、そこから広がった順行衝撃波を考える。衝撃波のローレンツ因子を Γ とすると、観測者が見ることができるのは、衝撃波面上でビーミング角度 $1/\Gamma$ の範囲内だけである。また衝撃波が共動系で横方向にほぼ光速で広がっているとすると、衝撃波の横方向の大きさは、はじめの角度 θ_0 から評価される大きさ $R\theta_0$ より R/Γ だけ大きくなる。したがって衝撃波の張る角度 θ は $\theta_0 + 1/\Gamma$ である。ガンマ線バースト本体の放射や残光の初期段階では Γ は大きいので、 $\theta_0 > 1/\Gamma$ となる。我々はビーミング角内の方向にいることになり、ジェットの効果を見ることはできない。つまり、中心エンジンから放出されている物質がジェット状に放射されているのか等方的に放射されているのか区別できない。

しかし、残光の後期段階で $\Gamma \sim 1/\theta_0$ となったとき、衝撃波が横方向に広がっている影響が観測可能になる。 θ が一定の場合よりも多くの星間物質を押し退け、より減速を受ける。その結果、より横方向へ広がることになり、衝撃波は急激に減速を受け、残光の光度曲線が下に折れ曲がる。この折れ曲がりや “jet break” という。衝撃波の急激な減速がほぼ一定の半径で起こったとすると、 $t \sim R/2\Gamma^2$ から衝撃波び時間変化は $\Gamma \propto t^{-1/2}$ と見積もることができる。このとき、残光は ν_m よりも低い周波数では $t^{-1/3}$ 、高い周波数では t^{-p} で暗くなる。

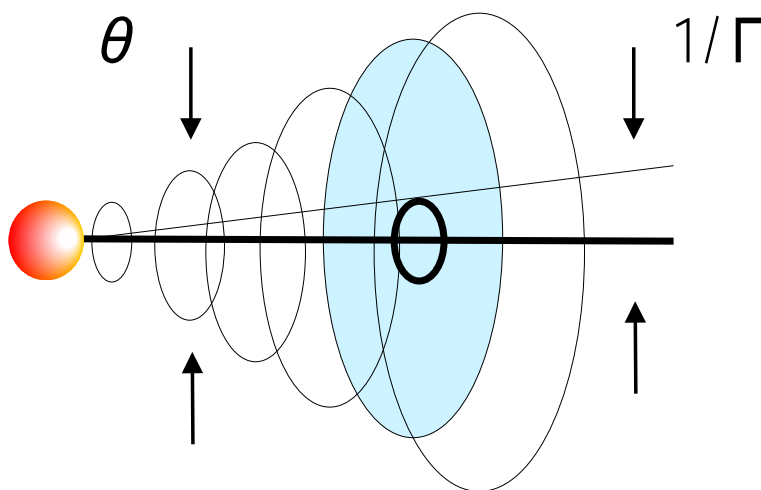


図 A.3: ジェットの模式図

付 録 B ライト カーブの短時間変動

forward-/reverse-shock 構造

forward shock 放射 (残光) と reverse shock 放射 (可視光フラッシュ) のピークがずれているために、ライトカーブが変動する。理論的には、その変動の前後で “べきの値は同じにはならない” と予言されている (Kobayashi & Zhang 2003)。

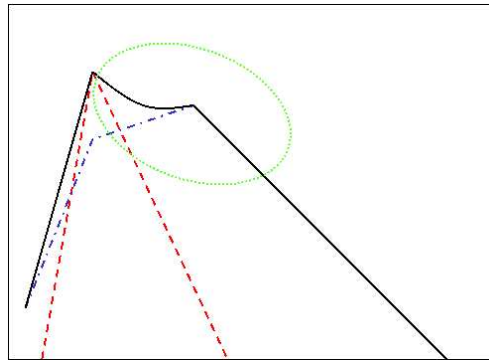


図 B.1: ライトカーブに見られる forward-/reverse-shock 構造。青い線は forward shock 放射、赤い線は reverse shock 放射を示している。

中心エンジンからのエネルギー再放射

中心エンジンから噴出され、ゆっくり動く球殻は、内部衝撃波が通り過ぎてから十分時間が経った後で、残光衝撃波にぶつかる。その結果、それらの球殻は残光衝撃波にエネルギーを与えることになる。後ろから次々とする衝撃波 (refreshed shock) と衝突することで、残光は再増光する。このときのライトカーブのべきは変化しないが、normalization が増加すると考えられている。

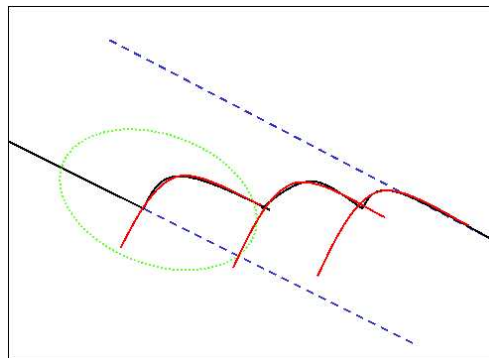


図 B.2: refreshed shock によるライトカーブにおける再増光

星間物質の密度変化

星間物質の密度が変化することによって、ライトカーブが変動する (Nakar, Piran & Granot 2003)。

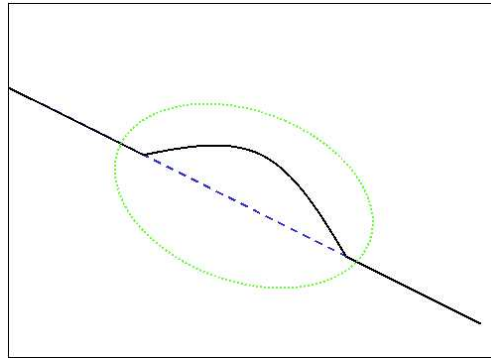


図 B.3: 星間物質の密度変化によるライトカーブの変動

付録C IRAF マニュアル

C.1 一次画像処理

画像一次処理とは、冷却 CCD カメラを用いた撮像から、ダークノイズやバイアスを引いたり、フラットで割って、周辺減光やピクセルごとの感度むらを補正することである。

C.1.1 一次処理に必要なフレーム

まず CCD 画像の一次処理を行うためには、目的の天体画像 (object frame) 以外に、次のようなフレームを用意する必要がある。S/N 比の高いイメージを得るためには、各フレームとも 20 枚程度撮像しておくことが望ましい。

1. ダークフレーム (dark frame)

カメラのシャッターを閉じた状態で、適当な時間積分して得られたフレーム。画像データから、CCD の暗電流 (dark current) の成分を除去するために必要。オブジェクトフレームとフラットフレーム、それぞれの積分時間に等しいダークフレームを 2 種類取得する (できれば、ダークフレームはそれぞれのフレームを撮像した直前/後に取得するのが望ましい)。

2. バイアスフレーム (bias frame)

カメラのシャッターを閉じた状態で 0 秒積分して得られたフレーム。これは CCD の読み出し時のノイズを消去するために必要となる。ダークフレームを取得していない場合にのみ必要となるため、今回の解析には必要ない。

3. フラットフレーム (flat frame)

CCD チップに一樣な光をあてて得たフレーム。CCD の 1 つ 1 つのピクセルは、感度が一樣ではないので、ピクセルごとの補正をするために必要となるフレームである。CCD は入出力の直線性が良いので (§3.6 参照)、フラットフレームの各ピクセルのデータは、それぞれのピクセルの感度に比例すると考えられる。そこで、オブジェクトフレームとフラットフレームを同一のピクセルで比較して、オブジェクトフレームの値をフラットフレームで割算する。その商は入射光に比例する値となる。

画像の感度むらはピクセルの感度だけでなく、CCD の保護ガラス上のちり、汚れ、光学系の周辺減光なども原因となる。

C.1.2 フラットフレームの取得方法

一般的にフラットフレームの取得には、いくつかの方法がある。例えば、夕暮れや、明け方の薄明時に空を撮像する“薄明フラット”、オブジェクトフレーム周辺の空を撮像する“スカイフラット”、ドーム内に取り付けたパネルに一樣な光を当てて撮像する“ドームフラット”など。

東工大では、スカイフラットを取得している。撮像方法としては、星の空間をバックグラウンドのスカイが十分なカウント数に達するように数回撮像する。位置を微妙に (数分角程度) ずらしながら (ディザリング) 20 枚程度撮像し、その中央値を取り、足し合わせることによって、星を除去し、フラットフレームを作成する。ただしメジアンを取るの、明るい星や、広がった天体が入ってしまうとフラットフレームに跡として残ってしまうことがある。

C.2 手順

今、自分のディレクトリの中に以下のようなファイルがあるとする。

```
cl> ls
dark1.fit dark6.fit flat1.fit flat6.fit grb1.fit grb6.fit
dark2.fit dark7.fit flat2.fit flat7.fit grb2.fit grb7.fit
dark3.fit dark8.fit flat3.fit flat8.fit grb3.fit grb8.fit
dark4.fit dark9.fit flat4.fit flat9.fit grb4.fit grb9.fit
dark5.fit dark0.fit flat5.fit flat0.fit grb5.fit grb0.fit
```

まず、10 枚のダークフレーム (dark*.fit) の平均画像を作る。像を足し合わせるには `imcombine` というコマンドを使う。あらかじめ `imstat` コマンドでそれぞれの画像の平均値、ばらつきをチェックしておくことが望ましい。このとき、異常な値を示す画像がある場合には平均化する前に除く必要がある。実際に足し合わせる時には、平均を取るの “combine = average”、さらに宇宙線の影響をのぞくため “reject = sigclip” と設定する。

```
cl> files dark*.fit > dark.list
cl> imcombine @dark.list dark.fit combine=average reject=sigclip
```

こうしてできあがった `dark.fit` が 10 枚のダークフレームの平均画像となる。

次にオブジェクトフレーム (`grb*.fit`) から、今作った 1 枚のダークフレームを引き算する。

```
cl> files grb*.fit > grb.list
cl> files %grb%d_grb%*.fit > d_grb.list
cl> imarith @grb.list - dark.fit @d_grb.list
```

さらにフラットフレームを作る。ダークフレーム (dark.fit) の引き算を行ったフラットフレーム (flat*.fit) を、ダークフレームと同様に加算平均し、1枚のフラットフレームとする。

```
cl> files flat_dark*.fit > flat_dark.list
cl> imcombine @flat_dark.list flat_dark.fit combine=median
cl> files flat*.fit > flat.list
cl> files %flat%d_flat%*.fit > d_flat.list
cl> imarith @flat.list - flat_dark.fit @d_flat.list
```

平均した1枚のフラットフレームについて、イメージ全体のピクセルの平均カウント値で割算し、規格化 (normalize) する。これはフラットフィールドイングしたときに、結果があまりにも小さな値にならないようにするためである。

```
cl> imstat f_flat.fit
  IMAGE   NPIX   MEAN  STDDEV   MIN   MAX
skyflat.fits 1048576 1582.   322.9  -1.611 2045.

cl> imarith f_flat.fit / 1582 nflat.fit
```

最後に、オブジェクトフレームをフラットフレームで割算する (フラットフィールドイング)。

```
cl> files %grb%f_grb%*.fit > f_grb.list
cl> imarith @d_grb.list / nflat.fit @nf_grb.list
```

これで、一次画像処理は終了。

(補足) 作ったフラットフレームに星の跡が残ってしまったら、epar で imcombine のパラメータを以下のように設定してみる。

```
cl> epar imcombine
```

input	=	" @d_flat.list"	List of images to combine
output	=	"f_flat.fit"	List of output images
(rejmask	=	""	List of rejection masks (optional)
(pfile	=	""	List of pixel list files (optional)
(sigma	=	""	List of sigma images (optional)
(logfile	=	"STDOUT"	Log file
(combine	=	"median"	Type of combine operation
(reject	=	"none"	Type of rejection
(project	=	no	Project highest dimension of input images?
(outtype	=	"real"	Output image pixel datatype
(offsets	=	"none"	Input image offsets
(masktype	=	"none"	Mask type
(maskvalue	=	0.)	Mask value
(blank	=	0.)	Value if there are no pixels
* (scale	=	"mode"	Image scaling
(zero	=	"none"	Image zero point offset
(weight	=	"none"	Image weights
* (statsec	=	[412:612,412:612]	Image section for computing statistics
(expname	=	""	Image header exposure time keyword
(lthreshold	=	INDEF)	Lower threshold
(hthreshold	=	INDEF)	Upper threshold
(nlow	=	1)	minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh	=	1)	minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep	=	1)	Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
(mclip	=	yes)	Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma	=	3.)	Lower sigma clipping factor
(hsigma	=	3.)	Upper sigma clipping factor
(rdnoise	=	"0.")	ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain	=	"1.")	ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise	=	"0.")	ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(sigscale	=	0.1)	Tolerance for sigma clipping scaling correction
(pclip	=	-0.5)	pclip: Percentile clipping parameter
(grow	=	0.)	Radius (pixels) for neighbor rejection
(mode	=	"ql"	

C.3 画像の重ね合わせ

暗い天体を測光する場合には、画像を何枚か重ね合わせて S/N をかせぐ必要がある。

C.3.1 IMEXAM

重ね合わせを行う複数枚の画像にたいして、`imexam` コマンドを用いて基準星の位置座標を調べる。SAO-image に座標を調べたい画像を表示して、“`imexam`” と打つ。

```
cl> imexam
```

画像上でカーソルを星のところに持っていき、「a」と打つと星の座標、フラックス量、シーイングサイズ等の値が表示される。`imexam` の下には、他にも以下のようなコマンドがある。

- a : appature photometry → DIRECT = FWHM
- c : Parameters for column plots
- e : Parameters for contor plots
- h : Parameters for histogram plots
- j : Parameters for line 1D gaussian fit plots
- k : Parameters for column 1D gaussian fit plots
- r : Parameters for radial profile plots
- l : Parameters for line plots
- s : Parameters for surface plots
- v : Parameters for vector plots
- q : exit

C.3.2 IMSHIFT

どれか 1 枚のフレームを基準に選び (例えば最初の 1 枚)、その中のできるだけ明るい星の位置を基準にして、このフレームと一致するように他のフレームをずらす。

位置をずらすには `imshift` というコマンドを使う。シフトさせたいファイル名、シフト後のファイル名、シフト量 (x,y) を指定する。

```
cl> imshift file-name shift_file-name dx dy interp_type = nearest
```

C.3.3 IMCOMBINE

フレームを一致させたら、最後に `imcombine` を用いて画像を足し合わせる。bad pixel の影響を除くために、`epar` で `combine = "median"` として、中央値をとる。

```
cl> imcombine @file.list add-file.fit
```

C.4 座標書き込み

C.4.1 カタログとの比較

CCD カメラで取得したフレームの座標は (x, y) となっている。これに (R.A., Dec.) 座標を対応させるには、カタログに載っている星とフレームの中の星を比較して、(少なくとも 3 つ以上の星に対して) 対応させる必要がある。そのために、まず (R.A., Dec., x, y) を書き込んだファイルを作る。(ファイル名を仮に `dss.match` とする。)

```
cl> more dss.match
10:45:14.189 +21:12:16.65 318.5 942.4
10:44:54.517 +21:16:41.18 434.0 832.6
10:44:59.249 +21:25:11.84 407.8 619.7
10:45:48.561 +21:42:09.31 123.5 193.9
10:44:28.775 +21:48:28.90 587.7 39.1
10:43:51.760 +21:19:32.52 799.7 763.2
10:43:44.320 +21:29:18.24 843.7 519.4
10:44:16.162 +21:13:54.43 656.8 903.4
```

次に、これをもとに乾板定数の計算をする。乾板定数の計算には `images.imcoords.cmap` というコマンドを使う。計算結果を、`dss.db` というファイルに書き込む。

```
cl> images.imcoords
im> cmap dss.match dss.db image=*.fit results=STDOUT xcol=3 ycol=4 lngcol=1 latcol=2
inter-
```

この結果できた、`dss.db` の中身は以下のようにになっている。

```
> more dss.db
```

‡ Mon 16:45:44 31-Mar-2003

begin	add_grb030329_3.fit
xrefmean	521.4624999999999
yrefmean	601.7125
lngmean	10.74435878472222
latmean	21.43239826388889
pixsystem	logical
coosystem	j2000
projection	tan
lngref	10.74435878472222
latref	21.43239826388889
lngunits	hours
latunits	degrees
xpixref	521.4543428416506
ypixref	601.7157808999899
geometry	general
function	polynomial
xishift	1259.478123961145
etashift	1436.785319159805
xmag	2.401087583630789
ymag	2.400166765930429
xrotation	180.3392615100416
yrotation	180.2952629607145
wcsxirms	0.2704156492786734
wcsetarms	0.05063016236740917
...	
843.7000000000001	843.7000000000001
39.1	39.1
942.3999999999999	942.3999999999999
1259.478123961145	1436.785319159805
-2.401045491004527	0.01421739753860714
-0.01236883849936421	-2.400134895398822
surface2	0

これで乾板定数が計算できたので、求めた乾板定数を FITS ファイルの中にも書き込む。

```
im> ccwset *.fit dss.db *.fit
```

これで FITS ファイルに WCS (World Coordinate System) を書き込むことができた。

C.5 測光

測光には `noao.digiphot.apphot.phot` というコマンドを使う。測光したい星が複数ある場合には、測光したい星の (x, y) を書き込んだファイルを作る。(ファイル名を `xy.dat` とする。)

```
cl> more xy.dat
 318.5  942.4
 434.0  832.6
 407.8  619.7
 123.5  193.9
 587.7   39.1
 799.7  763.2
 843.7  519.4
 656.8  903.4
```

SAO-image 上で 選択した星に印をつける場合は、`tvmark` というコマンドを使う。

```
cl> tvmark 1 xy.dat
```

これで表示させることができる。印の色・形・大きさ などを変えたい場合には、`tvmark` の中身を書き換えればよい。

```
cl> epar tvmark
```

```
PACKAGE = tv
```

```
TASK = tvmark
```

frame	=	1	Default frame number for display
coords	=		Input coordinate list
(logfile	=)	Output log file
(autolog	=	no)	Automatically log each marking command
(outimag	=)	Output snapped image
(deletio	=)	Output coordinate deletions list
(command	=)	Image cursor: [x y wcs] key [cmd]
* (mark	=	circle)	The mark type
* (radii	=	5)	Radii in image pixels of concentric circles
* (lengths	=	0)	Lengths and width in image pixels of concentric
(font	=	raster)	Default font
* (color	=	255)	Gray level of marks to be drawn
(label	=	no)	Label the marked coordinates
(number	=	no)	Number the marked coordinates
(nxoffse	=	0)	X offset in display pixels of number
(nyoffse	=	0)	Y offset in display pixels of number
(pointsi	=	3)	Size of mark type point in display pixels
(txsize	=	1)	Size of text and numbers in font units
(toleran	=	1.5)	Tolerance for deleting coordinates in image pixe
(interac	=	no)	Mode of use
(mode	=	ql)	

実際に測光してみる。まず、phot の中身を編集する。

```
cl> epar phot
```

```
PACKAGE = apphot
```

```
TASK = phot
```

```

image      =  s_f_grb030329_3_1177_29.fit  Input image
skyfile    =                                     Sky file
(coords    =                                     xy.dat)  Coordinate list
(output    =                                     default)  Results file
(plotfil   =                                     )  File of plot metacode
(datapar   =                                     #1 )  Data dependent parameters
(centerp   =                                     #2 )  Centering parameters
(fitskyp   =                                     #3 )  Sky fitting parameters
(photpar   =                                     #4 )  Photometry parameters
(interac   =                                     yes)  Mode of use
(radplot   =                                     yes)  Plot the radial profiles in interactive mode
(verify    =                                     yes)  Verify critical parameters in non-interactive mo
(update    =                                     no)  Update critical parameters in non-interactive mo
(verbose    =                                     no)  Print messages in non-interactive mode
(graphic   =                                     stdgraph)  Graphics device
(display   =                                     stdimage)  Display device
(icomman   =                                     )  Image cursor: [x y wcs] key [cmd]
(gcomman   =                                     )  Graphics cursor: [x y wcs] key [cmd]
(mode      =                                     ql)

```

“coords” には、測光したい星の座標リストを指定する。また、radial profile を見て設定値を確認したいので、radplot と interactive を yes にする。基本的に編集すべきパラメータは、datapar、centerp、fitskyp、photpar の 4 つ。

C.5.1 datapar (#1)

ここで、特に指定すべきパラメータは fwhmpsf, datamin, datamax, readnoise, epadu (3 章で求めた)。fwhmpsf は imexam コマンドを使って求められる。datamin, datamax は、撮像に用いる CCD の性能によって決まる値で、datamin は good pixel の最小値、datamax は good pixel の最大値になる。readnoi は 読み出しノイズ値。epadu は ゲイン (electrons / ADU)。

PACKAGE = apphot

TASK = datapars

(scale	=	1.)	Image scale in units per pixel
(fwhmpsf	=	7.)	FWHM of the PSF in scale units
(emissio	=	yes)	Features are positive ?
(sigma	=	INDEF)	Standard deviation of background in counts
(datamin	=	0.)	Minimum good data value
(datamax	=	15000.)	Maximum good data value
(noise	=	poisson)	Noise model
(ccdread	=)	CCD readout noise image header keyword
(gain	=)	CCD gain image header keyword
(readnoi	=	11.)	CCD readout noise in electrons
(epadu	=	11.)	Gain in electrons per count
(exposur	=	EXPTIME)	Exposure time image header keyword
(airmass	=)	Airmass image header keyword
(filter	=)	Filter image header keyword
(obstime	=	TIME-OBS)	Time of observation image header keyword
(itime	=	1.)	Exposure time
(xairmas	=	INDEF)	Airmass
(ifilter	=	INDEF)	Filter
(otime	=	INDEF)	Time of observation
(mode	=	ql)	

C.5.2 centerpar (#2)

ここで指定するパラメータは、特になし。デフォルトのまま構わない。

PACKAGE = apphot

TASK = centerpars

(calgori = centroid) Centering algorithm
 (cbox = 5.) Centering box width in scale units
 (cthresh = 0.) Centering threshold in sigma above background
 (minsnra = 1.) Minimum signal-to-noise ratio for centering algo
 (cmaxite = 10) Maximum number of iterations for centering algor
 (maxshif = 1.) Maximum center shift in scale units
 (clean = no) Symmetry clean before centering ?
 (rclean = 1.) Cleaning radius in scale units
 (rclip = 2.) Clipping radius in scale units
 (kclean = 3.) Rejection limit in sigma
 (mkcente = no) Mark the computed center on display ?
 (mode = ql)

C.5.3 photpar (#3)

ここで指定するパラメータは、apertur。apertur には、目安として (FWHM \times 1.5 ~ 1.6) の値を入れる。あとは、radial profile を見て調整する。

PACKAGE = apphot

TASK = photpars

(weighti = constant) Photometric weighting scheme for wphot
 (apertur = 7) List of aperture radii in scale units
 (zmag = 25.) Zero point of magnitude scale
 (mkapert = no) Draw apertures on the display
 (mode = ql)

C.5.4 fitskypar (#4)

ここで指定すべきパラメータは、annulus, dannulus。annulus は、円環状に sky を取るときの内側の半径で、FWHM より大きい値を取る。dannulus は円環の幅である。星が混んでいなければ大きめに、混んでいれば小さめに取る。しかし、たとえ この円環の中に暗い星が入ってしまっても、自動的に取り除いてくれる。

PACKAGE = apphot

TASK = fitskypars

(salgori	=	centroid)	Sky fitting algorithm
(annulus	=	10.)	Inner radius of sky annulus in scale units
(dannulu	=	5.)	Width of sky annulus in scale units
(skyvalu	=	0.)	User sky value
(smaxite	=	10)	Maximum number of sky fitting iterations
(sloclip	=	0.)	Lower clipping factor in percent
(shiclip	=	0.)	Upper clipping factor in percent
(snrejec	=	50)	Maximum number of sky fitting rejection iteratio
(sloreje	=	3.)	Lower K-sigma rejection limit in sky sigma
(shireje	=	3.)	Upper K-sigma rejection limit in sky sigma
(khist	=	3.)	Half width of histogram in sky sigma
(binsize	=	0.10000000149012)	Binsize of histogram in sky sigma
(smooth	=	no)	Boxcar smooth the histogram
(rgrow	=	0.)	Region growing radius in scale units
(mksky	=	no)	Mark sky annuli on the display
(mode	=	ql)	

以上の設定が終わったら、radplot と interactive を no にして、実際に測光する。

```
cl> phot *.fit
```

その結果、*.fit.mag.1 というファイルができる。この中に測光の結果が書き込まれている。必要な情報だけを取り出すためのコマンドは txdump。例えば、ファイル名、ID、器械等級、器械等級エラー を抜き出したい場合:

```
cl> txdump *.fit.mag.1 IMAGE, ID, MAG, MERR yes
```

< *.fit.mag.1 ファイルの中に書き込まれているパラメータ >

PARAMETER : (unit)	PARAMETER : (unit)
IMAGE : imagename	NSKY : npix
XINIT : pixels	NSREJ : npix
YINIT : pixels	SERROR : serrors
ID : ##	ITIME : timeunit
COORDS : filename	XAIRMASS : number
XCENTER : pixels	IFILTER : name
YCENTER : pixels	OTIME : timeunit
XSHIFT : pixels	RAPERT : scale
YSHIFT : pixels	SUM : counts
XERR : pixels	AREA : pixels
YERR : pixels	FLUX : counts
CERROR : cerrors	MAG : mag
MSKY : counts	MERR : mag
STDEV : counts	PERROR : perrors
SSKEW : counts	

以上で、一通りの測光が完了。

IRAF で求めた等級 (器械等級) はそのままでは正しくないので、基準星を使って相対測光を行い、正しい等級に変換してやる必要がある。東工大での相対測光の方法 (1 例) は、§6.2 に述べた。

関連図書

- [1] 浦田 裕次 修士論文『ガンマ線バーストの可視光追観測システムの開発』2002 年 2 月
- [2] 河合 誠之 “ガンマ線バースト観測衛星 HETE-2 の打ち上げ” 天文月報 7 月号 94 巻 2001 年
- [3] 小林 史歩 “ガンマ線バーストの残光” 日本物理学会誌 7 月号 55 巻 2000 年
- [4] 村上 敏夫 “ガンマ線バーストの起源” 日本物理学会誌 1 月号 54 巻 1999 年
- [5] 福島 英雄 『天文アマチュアのための冷却 CCD 入門』 誠文堂新光社
- [6] Akerlof, C. W. & Mckey, T. A., 1999a, IAU Circ. 7100
- [7] Akerlof, C. A., & Mckay, T. A., 1999b, GCN Circ. 205
- [8] Andrew, L., & Mckay, T. A., 2003, GCN Circ. 1818
- [9] Burenin, R. A. et al., 2003, Astronomy Letters, 29, 9, 1
- [10] Cantiello, M., et al., 2003, GCN Circ. 2074
- [11] Chevalier, R. A., & Li, Z-Y., 1999, Apj, 520, L29
- [12] Costa, E., 1997, IAU Circ. 6575
- [13] Dado, S., Dar, A., & Rujula, A. D., 2003, ApJ, 594, L89
- [14] Fitzgerald, J. B., & Orosz, J. A., 2003a, GCN Circ. 2056
- [15] Fitzgerald, J. B., & Orosz, J. A., 2003b, GCN Circ. 2070
- [16] Fox, D. W., & Price, P. A., 2002a, GCN Circ. 1731
- [17] Fox, D. W., 2003, GCN Circ. 1879
- [18] Galama, T. et al., 1998, Nature, 395, 670
- [19] Greiner, J., et al., 2003, GCN Circ. 2020

- [20] Groot, P, J. et al., 1997, IAU Circ., 6584
- [21] Henden, A., 2003, GCN Circ. 2023
- [22] Hjorth, J. et al., 2003, Nature, 423, 847
- [23] <http://www.ccd.com/images/kaf-1001e.pdf>
- [24] <http://pcoo.3.pro.tok2.com/scihiyo11.html>
- [25] Ibrahimov, M. A., et al., 2003, GCN Circ. 2077
- [26] Iwamoto, K., et al., 1998, Nature, 395, 672
- [27] Kawabata, K. S., et al., 2003, ApJ, 593, L19
- [28] Klebesadel, R. W., Strong, I. B., & Olson R, A., 1973, Apj, 182, L85
- [29] Klose, S., Hoegner, C., & Greiner, J., 2003, GCN Circ. 2029
- [30] Kobayashi, S., & Zhang, B., 2003, ApJ, 582, L75
- [31] Li, W., et al., 2003, GCN Circ. 2064
- [32] Lipkin, Y., Ofek, E. O., & Gal-Yam A., 2003, GCN Circ. 2034
- [33] Lipunov, V. et al., 2003, GCN Circ. 2091
- [34] Meegan, C. A., et al., 1992, Nature, 355, 143
- [35] Matheson, T. et al., 2003, AAS, 203, 132
- [36] Nakar, E., Piran, T., & Granot, J., 2003, New Astronomy, 8, 495
- [37] Panaitescu, A., Meszaros, P., & Rees, M. J., 1998, ApJ, 503, 314
- [38] Panaitescu, A., & Kumar, P., 2001, ApJ, 560, L49
- [39] Pavlenko, E., et al., 2003a, GCN Circ. 2050
- [40] Pavlenko, E., et al., 2003b, GCN Circ. 2067
- [41] Peterson, B, A., & Price, P. A., 2003, GCN Circ. 1985
- [42] Piran, T., 1999, Physics Reports, 314, 575
- [43] Price, P, A., et al., 2003a, GCN Circ. 2148

- [44] Price, A., 2003b, GCN Circ. 2058
- [45] Price, A., & Mattei, J., 2003c, GCN Circ. 2071
- [46] Price, P. A., et al., 2003d, Nature, 423, 844
- [47] Rhoads, J. E., 1999, ApJ, 525, 737
- [48] Rumyantsev, V., et al., 2003, GCN Circ. 2028
- [49] Sari, R., Piran, T., & Narayan, R., 1998, ApJ, 497, L17
- [50] Sari, R., Piran, T., & Halpern, J. P., 1999a, ApJ, 519, L17
- [51] Sari, R. & Piran, T., 1999b, ApJ, 520, 641
- [52] Sato, R. et al., 2003, ApJ, 599, L9
- [53] Stanek, K. Z., Martini, P., & Garnavich, P., 2003a, GCN Circ. 2041
- [54] Stanek, K. Z., et al., 2003b, ApJ, 591, L17
- [55] Tiengo, A., et al., 2003, A&A, 409, 983
- [56] Torii, K., 2003, GCN Circ. 1986
- [57] Uemura, M., et al., 2003, Nature, 423, 843
- [58] Vanderspek, R., et al., 2003, GCN Circ. 1997
- [59] Wooseley, S, E., 1993, AAS, 182, 5505

謝辞

本修士論文の執筆にあたり、細かく指導、助言していただきました指導教官の河合誠之先生、片岡淳助手に深く感謝致します。

この修士研究を進める上で、様々な助言、および協力をしていただいた河合研究室の鈴木素子氏、谷津陽氏、倉本祐輔氏、小谷太郎氏に大変感謝致します。

大阪大学の鳥居研一氏、岡山天体観測所の柳澤顕司氏、九州大学の山岡均氏にはデータ解析に関して様々なアドバイスをいただき、大変お世話になりました。また、群馬天文台の衣笠健三氏、理化学研究所の小浜光洋氏、浦田裕次氏には望遠鏡の扱い方など指導していただきました。ありがとうございました。

最後に渡辺・河合研究室の皆様、本研究を支えて下さった全ての方々に対し、深く感謝致します。