

ガンマ線バースト観測用50cm望遠鏡の性能評価と 改良

谷津 陽一

修士論文

東京工業大学大学院 理工学研究科 基礎物理学専攻

2005年 2月

Abstract

Gamma-ray bursts (GRBs) are the largest explosions at large distances. The purpose of our study is to observe GRBs and their afterglows to investigate the physical mechanism of GRBs. At the same time, using the GRBs as a probe, we aim to study the early universe which has never been observed.

Because of the rapid decay of afterglows, the telescope must respond quickly to the notifications of the GRB locations provided by the Gamma-Ray Burst Coordinate Network(GCN). We therefore designed our system to work automatically. In order to determine the distances to the GRBs with the Lyman drop method, this system can take images in three color bands at the same time.

In this study, we investigate the mechanical, optical, and photometrical properties of the telescope and calibrate it to accuracies required for automatic observation. As a result of mechanical calibration of the equatorial drive, the tracking error had been reduced to smaller than 150 arcsec in a 10-hour continuous observation. The pointing error is typically 200 arcsec in all of the sky, however there remain some irregularities. We discuss the cause of the irregularities and propose a new correction method. In the optics test, we find the Hartmann constant to be 0.9 arcsec, which is much smaller than the typical seeing scale at the observatory. Photometrical calibration shows that our filter system has properties consistent with the standard system(Johnson-Cousins). In an R-band observation, we detected 20th mag objects at a $3-\sigma$ level with a 1 one exposure.

Now we operate the telescope by remote control via computer network. Until now, we have observed two GRBs, and determined upper limit for the magnitude of early phase afterglows, which reported to the GCN.

目次

第1章	はじめに	8
1.1	ガンマ線バースト	8
1.1.1	ガンマ線バーストとは	8
1.1.2	ガンマ線バーストの残光	9
1.1.3	GRB030329	9
1.2	ガンマ線バーストと原始宇宙探査	10
1.2.1	原始宇宙の星形成とガンマ線バースト	11
1.2.2	GRBによる宇宙論的観測	13
1.2.3	高赤方偏移 GRB の観測可能性	14
1.2.4	ガンマ線バースト探査衛星	15
第2章	ガンマ線バースト観測用 明野 50cm 望遠鏡	17
2.1	開発目的	17
2.2	システム概要	18
2.3	望遠鏡およびドームの仕様	18
2.4	気象モニター	20
2.5	監視システム	20
2.6	検出器	21
2.7	自動解析パイプライン	22
第3章	検出器の基礎特性試験	23
3.1	仕様	23
3.2	CCD 出力の直線性	23
3.2.1	試験方法	23
3.2.2	測定結果	25
3.3	ゲイン測定	26

3.3.1	測定方法	26
3.3.2	結果	27
3.4	ダークカレント	28
3.4.1	測定と結果	29
3.5	読み出しノイズ	29
3.5.1	測定と結果	30
3.6	欠陥ピクセル	30
3.6.1	ブラックスポット	30
3.6.2	ホワイトスポット	30
3.6.3	ホットピクセル	31
3.7	冷却性能	31
3.8	CCD カメラ特性試験のまとめ	32
第4章	架台部の機械特性	33
4.1	追尾性能試験	33
4.1.1	試験方法	34
4.1.2	結果	34
4.1.3	大域的变化の原因	35
4.1.4	調整と対策	38
4.2	導入試験	42
4.2.1	試験方法	42
4.2.2	結果	42
4.2.3	ソフトウェアによる補正	42
4.2.4	更なる補正	44
4.3	導入後安定性	48
4.3.1	試験方法	48
4.3.2	結果	48
第5章	光学性能試験	52
5.1	調整前の星像	52
5.2	Hartmann テスト	52
5.2.1	原理	52
5.2.2	測定	54

5.2.3	結果	55
5.2.4	スクエアリング (Squaring) 調整	56
5.3	結像性能評価と副鏡位置決定	57
5.3.1	測定	57
5.3.2	結果	58
5.3.3	残存する収差	60
5.4	焦点位置と結像性能	61
5.4.1	合焦機構と操作時の注意点	61
5.4.2	焦点内像と外像	62
5.4.3	像面湾曲と焦点位置の視野内一様性の測定	63
5.4.4	測定結果	63
5.4.5	像面湾曲による焦点のずれ	64
5.4.6	焦点位置の温度変化	65
第 6 章	測光性能試験	67
6.1	System 変換係数	67
6.1.1	測光システム	67
6.1.2	System 変換係数とは	68
6.1.3	測定方法	69
6.1.4	解析	70
6.2	限界等級	73
6.2.1	限界等級の定義	73
6.2.2	バンドごとの限界等級	74
6.2.3	視野内一様性	75
6.2.4	PSF 依存性	76
6.2.5	積分時間依存性	77
6.2.6	スカイバックグラウンド依存性	78
第 7 章	結論	83
7.1	検出器特性	83
7.2	架台特性	83
7.2.1	追尾性能	84
7.2.2	導入性能	84

7.2.3	導入後安定性	84
7.3	光学性能試験	85
7.3.1	ハルトマンテスト	85
7.3.2	焦点と結像性能	85
7.4	測光性能試験	86
7.4.1	システム変換係数の測定	86
7.4.2	限界等級	86
7.5	観測	86
7.6	3色カメラの取り付け	87
7.6.1	3色カメラ本体の調整	87
7.6.2	架台の調整	88
7.6.3	結像性能	88
7.6.4	測光システム	88
7.7	季節によるセッティングの変化	89
7.7.1	温度管理	89
7.7.2	導入精度の変化	89
.1	大気差の計算	90
.2	光行差	90
.3	歳差・章動	92
.4	焦点位置による PSF の変化	92
.5	測光観測時の Sky background	92

謝辞

97

目 次

1.1	BATSEによる GRB の観測	8
1.2	BeppoSAXによる残光の発見	9
1.3	WHTによる可視光残光の発見	10
1.4	HSTによる母銀河の発見	11
1.5	HETE-2 衛星	12
1.6	GRB030329 のガンマ線 light-curve	12
1.7	原始宇宙における星生成率	13
1.8	高赤方偏移の GRB	15
1.9	Swift 衛星	16
2.1	システム概略	19
2.2	明野観測所	19
2.3	望遠鏡監視カメラ	21
2.4	3色カメラ	22
3.1	CCD の量子効率	25
3.2	CCD の出力直線性	27
3.3	CCD のゲイン	28
3.4	左—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。右—ダークカレントと温度の関係。Boltzmann 分布に従っていることが分かる。	29
3.5	ブラックピクセル分布図: 左から露出時間 10.5 秒、15.0 秒、21.0 秒	30
3.6	ホットピクセル分布図	31
3.7	冷却性能、外気温 10 における冷却温度を測定	32
4.1	追尾性能試験 1	36
4.2	ピリオディックエラー	37

4.3	大気差補正後の追尾誤差	39
4.4	調整後の追尾誤差	41
4.5	導入試験	43
4.6	ソフトウェアによる補正	46
4.7	物理モデルによる解析	47
4.8	導入後安定性 1	50
4.9	導入後安定性 2	50
4.10	導入後安定性 3	51
4.11	導入後安定性 4	51
5.1	調整前の画像	53
5.2	Hartmann テスト	54
5.3	収差ベクトルの解釈	55
5.4	ハルトマンテスト: スポットイメージ	56
5.5	ハルトマンテスト: 収差ベクトルと解釈	57
5.6	スケアリング調整後の星像	58
5.7	ハルトマン試験:収差ベクトル	59
5.8	ハルトマン試験:ハルトマン定数の副鏡位置依存性	60
5.9	焦点内像と外像	62
5.10	3.7 での結像性能	64
5.11	像面湾曲	65
5.12	温度変化による焦点移動	66
6.1	SA98 と使用した標準星	69
6.2	システム変換:色依存性	71
6.3	システム変換:大気減光	72
6.4	測光方法	75
6.5	M67 の画像	76
6.6	バンドごとの限界等級	79
6.7	限界等級の視野一様性	80
6.8	PSF と限界等級	81
6.9	積分時間による限界等級の変化	81
6.10	バックグラウンドと限界等級の関係	82

7.1	GRB 残光の高度曲線	87
2	大気差	91
3	年周光行差	91
4	歳差と章動	92
5	0.9 での結像性能	93
6	0.0 での結像性能	93
7	測光観測時の Sky 変化 1	94
8	測光観測時の Sky の変化 2	94

第1章 はじめに

1.1 ガンマ線バースト

1.1.1 ガンマ線バーストとは

ガンマ線バーストは、宇宙のある一点から 50keV – 300keV のエネルギーを持つガンマ線が爆発的に放射される現象である。バーストの継続時間は数秒から数十秒ほどであるが、そのフラックスは 1 cm^2 あたり 100 カウント以上にもなり、全天で最も明るいガンマ線源となる。

この現象は、1967年に地上での核実験を監視するために打ち上げられた軍事衛星ヴェラによって偶然発見された (Klebsadel, Strong & Olson 1973)。1991年に打ち上げられたコンプトンガンマ線天文台 (CGRO) の *BATSE* (Burst And Transient Experiment) 検出器は 3000 発近いガンマ線バーストを観測し、(1) 発生頻度が全天で 1 日 1 回程度であること、(2) バーストの発生位置が全天球上に等方的に分布していることを明らかにした (Meegan et al. 1992)。

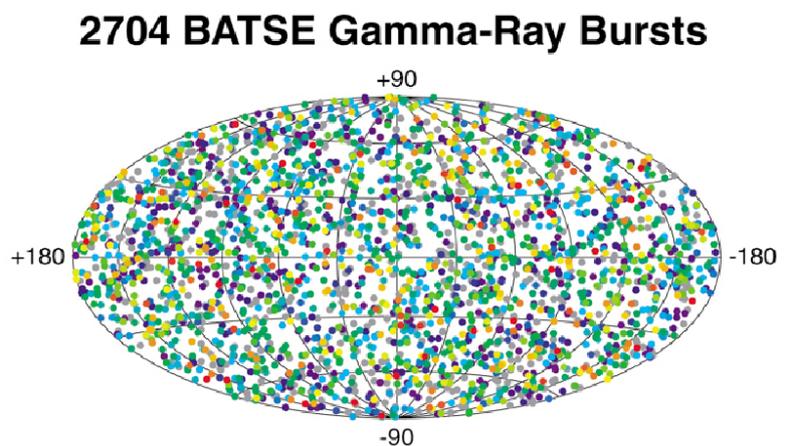


図 1.1: 左—在りし日のコンプトンガンマ線天文台。右—*BATSE* 検出器 (CGRO) によるガンマ線バースト全 2403 個の天球分布図。全天に等方的に分布していることが分かる。

1.1.2 ガンマ線バーストの残光

1997年に打ち上げられたイタリア・オランダのX線/ガンマ線天文衛星 *BeppoSAX* は、搭載したX線望遠鏡によって、ガンマ線バーストの発生後数日にわたって継続するX線放射、すなわち「残光」を初めて発見した(図1.2)。さらにこのX線対応天体の発見は、地上望遠鏡による可視光域での残光発見にも継った(Groot et al.1997; 図1.3)。 *BeppoSAX* によってX線対応天体の発見された半年後、ハッブル宇宙望遠鏡によるGRB970228の観測が行われ、バーストの残光のあった領域に淡く広がった銀河が発見された(図1.4)。残光の位置はこの銀河の中心とずれており、ガンマ線バーストが活動銀河核起源ではなく銀河に付随する星の爆発現象であると考えられるようになった。それまで、ガンマ線バーストが我々の銀河系内で起こっているのか、それとも系外で起こっているのかが大きな議論を巻き起こしていたが、これらの観測によりこの爆発現象は遥か数十から数百億光年かなたの銀河の中で起こっていることが分かった。

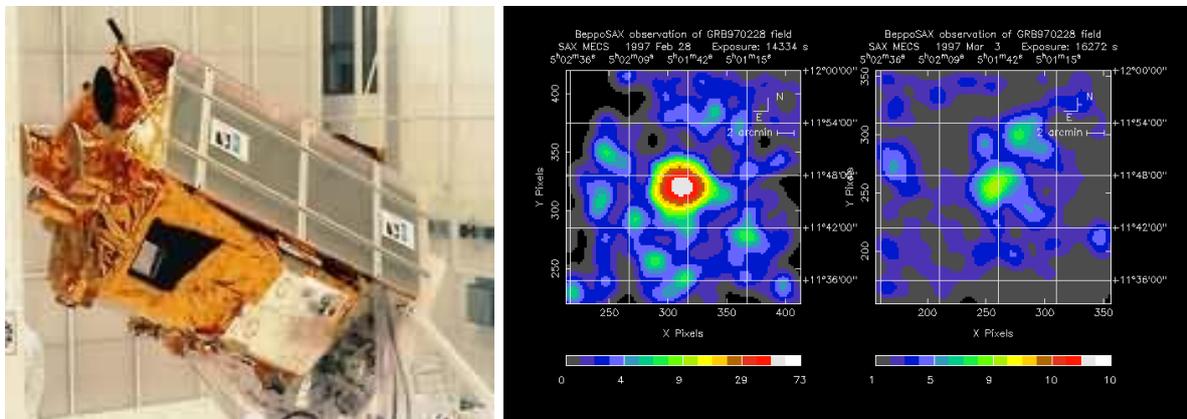


図 1.2: 左—イタリア/オランダのガンマ線天文衛星 *BeppoSAX*。右—*BeppoSAX* によって初めて発見されたガンマ線バーストのX線残光。左側がバースト発生直後。右側が発生から約3日後のX線画像。(Costa et al. 1997)

1.1.3 GRB030329

距離の分かっているガンマ線バーストの放射エネルギーは、等方的な放射を仮定すると 10^{52} ergs にもなる。これは超新星爆発の100倍のエネルギーであり、その発生原因は謎に包まれている。*BeppoSAX* による観測から、残光観測がガンマ線バーストを探る非常に有効な手段であることが示された。日(理研)・米・仏共同で開発された *HETE-2* 衛星(図1.5)は、ガンマ線バーストの機上での即時位置決めと、インターネットを用いた全世

GRB970228: optisk efterglød

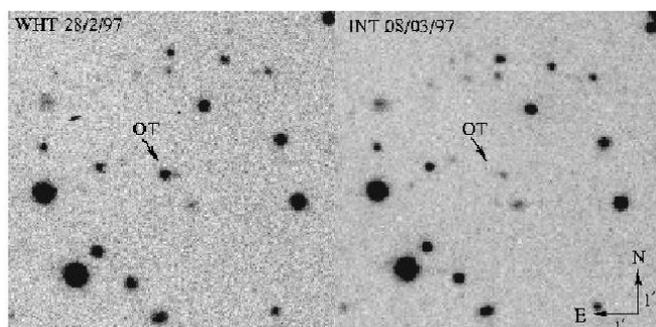


図 1.3: The Whilliam Herschel Telescope による GRB970228 の可視光残光の観測 (van Paradijs et al. 1997)。

界への位置速報を目的とした小型の衛星である。この衛星の登場により、全世界に残光観測の体制が確立され、観測によってガンマ線バーストの理解が飛躍的に進んだ。

HETE-2 の発見した GRB030329 (図 1.6) は、観測史上最大級のガンマ線バーストである。可視光残光の最大光度は 13 等級にも達し、我々東工大は世界で最速の測光観測を行うことに成功した (Sato et al. 2003)。Hjorth らは VLT を用いて、このバーストの残光を 1ヶ月にわたり分光観測した。この結果、ベキ型の残光スペクトルから徐々に超新星爆発に典型的なスペクトルが現れてくることを発見した (図 1.6)。このスペクトルは輝線の広がった Ic 型超新星の特徴を示しており、このバーストが水素やヘリウム外層を失った大質量星の超新星爆発と関連していることが明らかになった (Hjorth et al. 2003)。

1.2 ガンマ線バーストと原始宇宙探査

ガンマ線バーストはそれ自体が非常に興味深い高エネルギー現象であるが、これを強力な光源として利用することで、これまで見ることの出来なかった深宇宙を観測することが可能となる。近年の観測により、ガンマ線バーストが恒星の重力崩壊と関連することが明らかになった。従って、これらを観測することで恒星の誕生し始めた原始の宇宙を探ることが可能となる。

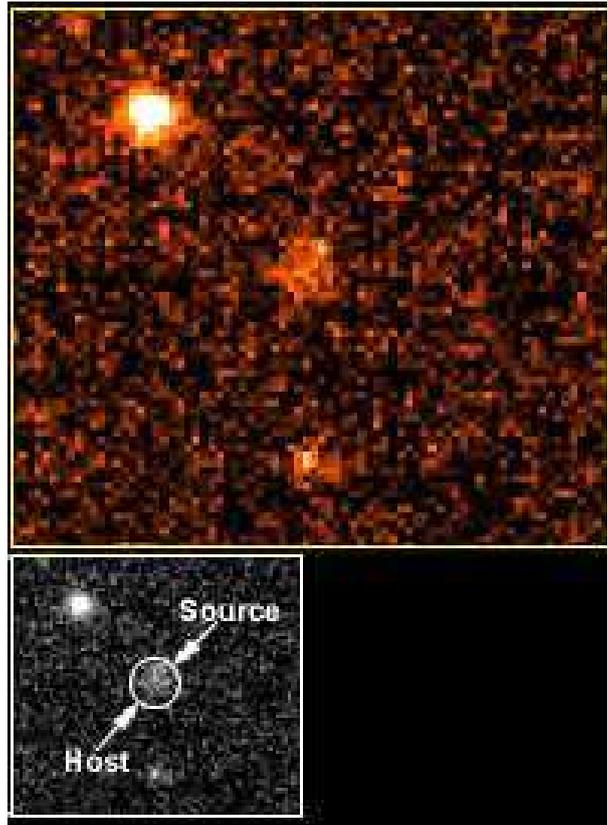


図 1.4: GRB970228 の発生から約半年後に HST によって観測された可視光画像。バーストの発生位置に淡く広がった母銀河があることが分かる。

1.2.1 原始宇宙の星形成とガンマ線バースト

これまでに、数値解析によって高赤方偏移の宇宙における星生成レートが見積もられている。図 1.2.2 にその一例を示す。宇宙最初期の第 III 種族の恒星の誕生は、 $16 \leq z \leq 20$ の星生成レートのピークと対応する。一方、第 II 種族の星生成は $2 \leq z \leq 10$ に形成されたと考えられる。現在、観測によって確認できているのは、この $2 \leq z \leq 10$ の領域までである。

ガンマ線バーストが恒星に関連していることを考えると、 $z \approx 10 - 20$ という非常に遠方の宇宙でバーストが発生する可能性がある。これまで、高赤方偏移宇宙の強力な光源としてクェーサーが用いられてきたが、 $z \sim 5$ が検出の限界となっている。従って、GRB を光源することにより、これまでより遥かに古い時代の宇宙を探ることが可能となる。

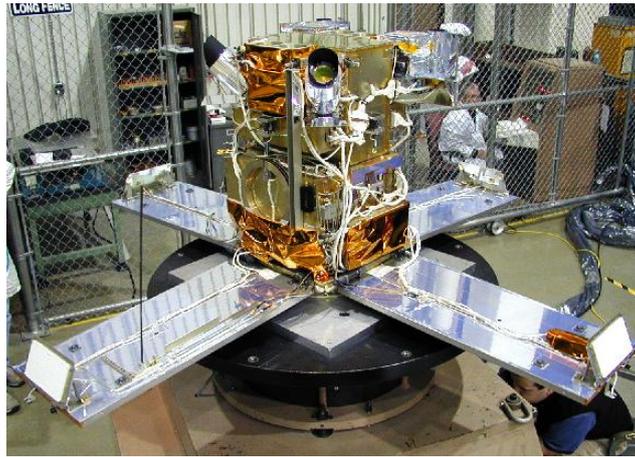


図 1.5: 打ち上げ前の *HETE-2* 衛星。ガンマ線バーストの機上での即時位置決めと、地上への通報を行って来た。

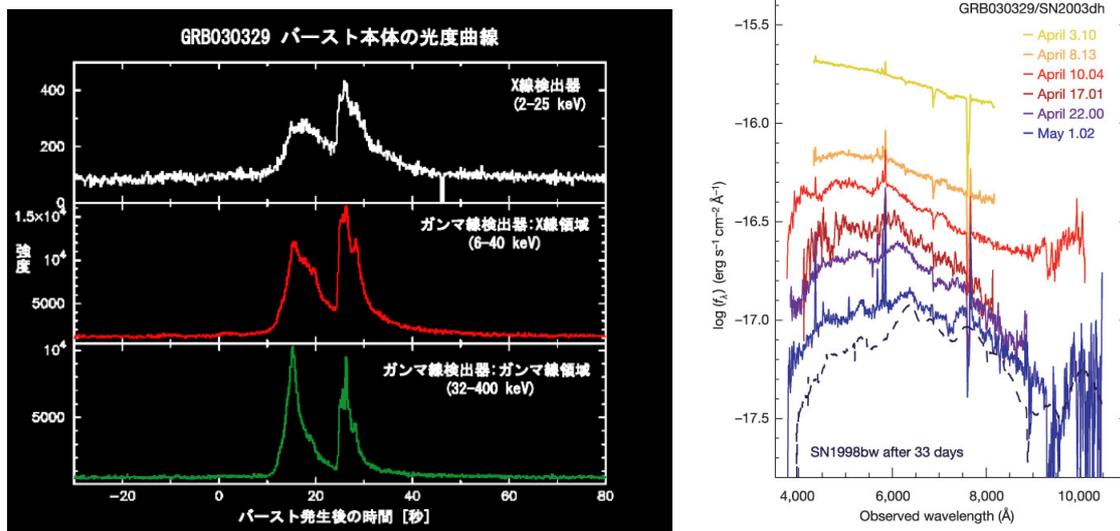


図 1.6: *HETE-2* の観測した GRB030329 のガンマ線ライトカーブ。

1.2.2 GRBによる宇宙論的観測

ビッグバンによって誕生した高温の宇宙は、 $z \sim 1100$ の頃になると電子と陽子が再結合し、電磁波が直進できるようになったと考えられている。現在我々が観測することの出来る最も古い光は、この時の背景輻射である。この宇宙の晴れ上がりから、クェーサーが観測されるようになる $z \sim 10$ までの間は、全く観測されたことのない領域であり、宇宙暗黒時代と呼ばれている。高赤方偏移のガンマ線バースト観測は、謎に包まれた暗黒時代がいつ終焉を迎えたのか、さらには、第一世代星の誕生と宇宙の再電離という興味深い宇宙の歴史を探る非常に有力な手段となる。

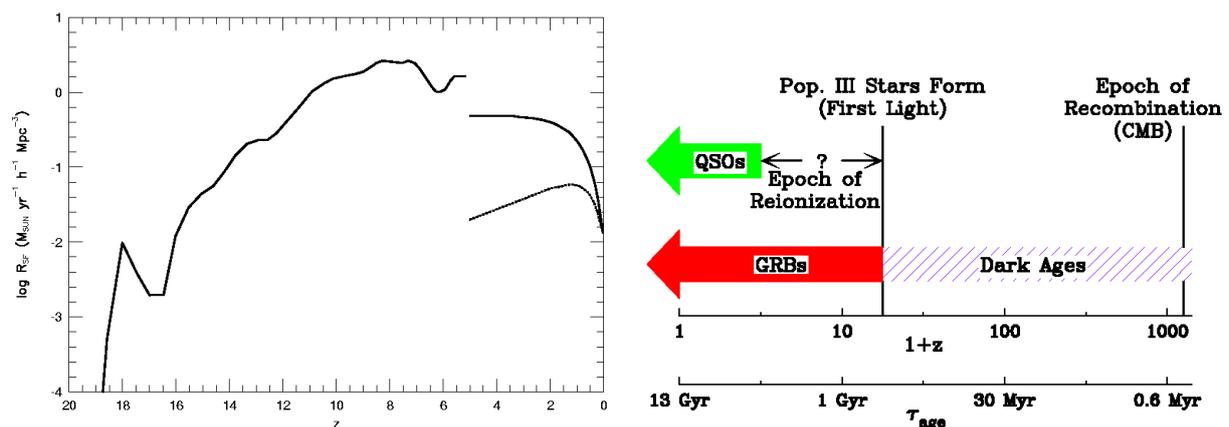


図 1.7: 左—原始宇宙における星生成率。 $z > 5$ は数値解析による (Ostriker et al. 1996; Madau et al. 1998, Rowan-Robinson 1999)。右—原始宇宙の歴史。GRB を使えば、 $z \sim 20$ 付近の非常に古い年代まで観測できる可能性がある (Lamb et al. 2001)。

ガンマ線バーストは、これまで遠方宇宙をみる有力な手段であったクェーサーと比較して多くの利点がある。まず、GRB を用いれば $z \sim 20$ まで観測可能な点である。恒星の重力崩壊によって発生すると考えられる GRB は、クェーサーのような銀河が形成される遙か以前の宇宙でも起こり得る。次に、その明るさである。高赤方偏移の GRB とその早期残光はクェーサーの 100–1000 倍の明るさに達するため、高分散分光などの精密な測定が可能となる。3つ目はクェーサーと異なり、銀河間レベルの近接効果が無いという点である。このため、GRB は銀河間空間の物質を調べる上で非常に都合のよいきれいな光源と成り得る。

ガンマ線バーストという優れたプローブを用いることにより、以下の宇宙論的な問題を解決することが期待される。

- 最も古い世代の星がいつ誕生したのか?

高赤方偏移の GRB の検出は、すなわち恒星の存在を意味する。また、その発生率は星の生成レートと比例すると考えられ、GRB の発生頻度を調べることで星形成率がどのように変化したかを知ることが出来る。

- 宇宙における金属合成がどの様に進んだのか?

強力な GRB の残光は、視線上に分布する星間物質の分布を知る重要な手がかりである。分光観測により金属や Ly- α 吸収線の分布を調べることで、宇宙における金属合成がどのように行われたのかを知ることが出来る。

- 宇宙の大規模構造はどのようになっているのか?

吸収線の分布を用いた大規模構造の探査が可能である。

- 宇宙再電離がいつごろ起こったのか?

残光スペクトルの Lyman- α ブレーク (図 1.8) の深さを調べることで再電離がいつ頃起こったのかを知ることが出来る。

1.2.3 高赤方偏移 GRB の観測可能性

非常に明るく、大きな成果が期待されるガンマ線バーストだが、非常に遠方で発生する GRB がどの程度の確率で検出できるのかを検証する。通常、点光源からのフラックスは距離の²乗で減少する。ところが、高赤方偏移で起こる GRB の残光は、相対論的な効果により、距離が離れてもフラックスがほとんど変化しない。

高赤方偏移の世界でも、距離が離れ z が大きくなるに従って、フラックスは小さくなる。また、赤方偏移により、べき型のスペクトルを持つ GRB の残光は、観測者の測定するエネルギー領域を固定した場合には減少する。一方、赤方偏移による時間遅延により、バースト発生からの観測開始の時間を固定した場合、 z が大きいほど観測されるフラックスは大きくなる。これは、GRB の残光が時間とともに急速に減光するためである。これらの効果は

$$F_{\nu}(\nu, t) = \frac{L_{\nu}(\nu, t)}{4\pi D^2(z)(1+z)^{1-a+b}} \quad (1.1)$$

と表すことが出来る。このときソースの Luminosity は $L_{\nu} \propto \nu^a t^b$ で表される。多くの GRB において残光は $b \sim -4/3$ で減光する。単純な残光のモデルを仮定すると ($a = 2b/3$)、フラックスは $F_{\nu}(\nu, t) \propto D(z)^{-2}(1+z)^{-5/9}$ に従う。高赤方偏移では z の変化に対して距離

の変化は小さいため、 $z > 3$ で起こる GRB の残光は z が大きくなってもほとんど減光しない。従って、残光の観測に関しては、高赤方偏移であっても、観測の困難さはさほど変わらないと言える。

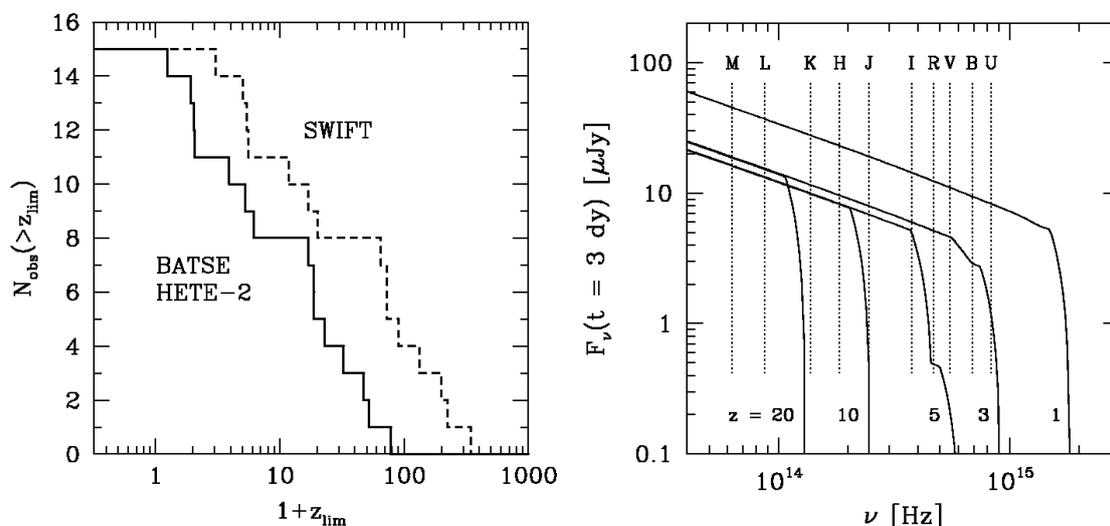


図 1.8: 左—Swift によって観測可能な High Z GRB。これまでに観測された位置の決定されている GRB 15 例を元に、高赤方偏移における GRB の検出確立を示している。右—GRB000131 の早期残光のデータを元に、同じバーストが異なる赤方偏移で発生した場合に、観測されるスペクトル。観測時刻はバースト発生から 1 日後を仮定。短波長側のカットオフは Ly α forest model による吸収。

次に、高赤方偏移で起こるガンマ線バースト本体の衛星による検出可能性が問題となる。図 1.8-左は、これまでに観測された距離の分かっている 15 個の GRB の特徴を元に、同様のバーストが高赤方偏移で発生した場合の検出確率を表している。シミュレーション結果では、 $z \sim 20$ で起こるバーストに対し、*HETE-2* での検出確率が 50%、昨年末に打ち上げられた *Swift* に至っては、70%近い検出確率になる。

1.2.4 ガンマ線バースト探査衛星

昨年末、ガンマ線バーストの観測を目的とした大型衛星 *Swift* が打ち上げられた。この衛星は、大面積の CdZnTe のピクセル検出器によりバーストの位置決めを行う Burst Alert Telescope(BAT) を搭載している。この衛星の最大の特徴は、高速姿勢制御により、衛星に搭載された、X-ray Telescope(XRT), Ultraviolet/Optical Telescope(UVOT) により、自ら追観測を行う点である。これにより、秒角精度での位置決めが可能になる。

この衛星はこれまで *HETE-2* が行ってきたように、GCN を通じた位置速報を行う。検出器の感度向上により、これまでよりも多くの GRB が発見されると予想される (年間 ~100 個程度)。本研究では *Swift* 衛星と連携した地上観測体制の構築を行う。

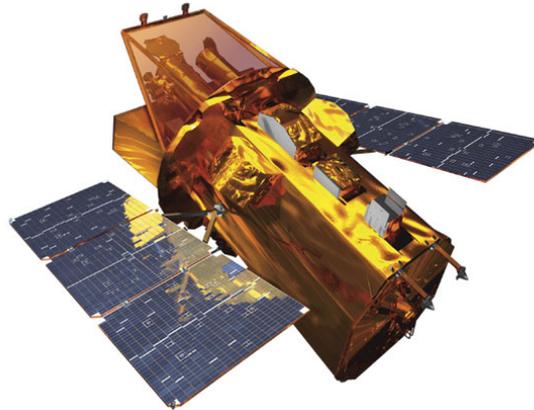


図 1.9: ガンマ線バースト観測衛星 *Swift*。X 線望遠鏡、紫外線望遠鏡を搭載し、バースト位置決めと同時に追観測を行う。

表 1.1: *Swift* に搭載された検出器

BAT	Burst Alert Telescope
Band	15~150 keV
有効面積	5200cm ²
視野	1.4str(全天の 1/6)
観測	年間 100-150 個の GRB を検出 (Trigger)、硬 X 線サーベイ
XRT	X-Ray Telescope
Band	0.2~10 keV
有効面積	110 cm ² @1.5 keV
PSF	18 arcsec
視野	24arcmin
観測	Fe、O などの輝線・吸収線、赤方偏移の直接観測
UVOT	Ultraviolet/Optical Telescope
Band	170-600nm
口径	30cm
限界等級	24 等級 (1000sec exposure)
観測	Lyman- α , 赤方偏移の観測

第2章 ガンマ線バースト観測用 明野50cm望遠鏡

2.1 開発目的

ガンマ線バーストは非常に短い時間スケールで起こる爆発現象であり、その観測は困難を極める。近年、ガンマ線バーストの理解が飛躍的に進んだ背景には、ガンマ線バーストの即時位置決めと、全世界への位置速報の配信を行ってきた、*HETE-2*衛星の開発とそのネットワークの構築、そしてこれに瞬時に対応する地上観測システムの構築がある。バーストの本体であるプロンプト放射が、数秒から数十秒のタイムスケールで収束してしまうのに対し、急速に減光するとはいえ、X線および可視光の残光は長いものでは数日間に渡って観測が可能である。このため「残光」の観測がバーストの発生メカニズムを探る上で非常に重要な位置を占め、実際に多くの科学的成果をもたらしている。

我々は、東工大(目黒区大岡山)に30cmのシュミットカセグレン望遠鏡を設置し、2003年に起きたGRB030329の世界で最速の測光観測に成功した(佐藤 et al. 2003)。この観測の成功は、同時に大きな課題を残した。大岡山の屋上では、光量を稼ぐためにノンフィルターで観測を行っているが、多くの研究機関では、特定の規格に準じたフィルターにより観測波長帯を制限している。このため、他の研究機関の観測データとの比較が難しいという問題が生じた。また、ノンフィルターの測光とフィルターを使った単色の測光とではライトカーブの変動が異なるという事例も存在し、データを公表するに当たっては、測光システム自体に関する様々な議論が要求された。

本研究で開発する50cm望遠鏡は、これまでの経験を踏まえ、標準的な測光システムに準じ、複数の波長帯で同時に測光を行う。望遠鏡を設置した東京大学宇宙線研究所(山梨県明野)は都市光の影響が比較的小さく、東工大よりも2等級以上深い観測が可能となる。これまでよりも数多くのガンマ線バーストを多色で観測することにより、バースト本体や残光の放射メカニズムの解明を行う。また、本開発計画では国立天文台岡山天体物理観測所に設置された、50cm可視光望遠鏡、および91cm近赤外望遠鏡と合わせて、広い波長帯における同時測光を行う。バーストの残光を広い帯域で測光観測することにより、星

間吸収によって生じる、スペクトルの短波長側のカットオフ (Lyman- α ブレーク) を用いた距離計測が可能となる。本計画でカバーする波長帯 (V, R, I, Z, J, H, K) は、Lyman- α ブレークと z の関係から、赤方変移 $5 \leq z \leq 20$ に対応する。このような高赤方偏移のバースト残光の観測から、宇宙進化の歴史を探ることを目標とする (1.2 参照)。

2.2 システム概要

明野望遠鏡は、*HETE-2* 衛星や *Swift* 衛星による、ガンマ線バーストの位置速報を GCN (GRB Coordinate Network) を介して受信し、自動的に観測を開始する。

明野望遠鏡の制御は、GCN を受信しシステム全体を管理する Linux PC、3 台の CCD カメラを制御する Linux PC (現在は Windows で制御)、望遠鏡およびドームを制御する Windows PC によって行われる。システムのコアとなるプログラムは、RIBOTS (理研美星 Optical Transient Seeker)、東工大 30cm 望遠鏡で使用したものを改修し移築した。システムの概念を図 2.1 に示す。

明野望遠鏡での観測は以下の 3 つモードで行う。

1. 現地での直接操作
2. 大岡山からの遠隔操作
3. 自動観測 (GCN モード: 図 2.1)

本研究で行った特性試験の大半は、現地での操作、もしくは大岡山からの遠隔操作で行った。遠隔操作は、架台制御 PC、CCD 制御 PC にリモートログインすることで望遠鏡の操作を行う。

2.3 望遠鏡およびドームの仕様

以下に望遠鏡の仕様をまとめる。この望遠鏡はガンマ線バースト用に設計したものであり、可視光対応天体を探査するため $\sim 30'$ の視野角 (CCD カメラ使用時)、口径比 F6 という明るい光学系を持つ。架台部は GRB の位置速報に瞬時に対応するため最速 $3^\circ/\text{sec}$ の高速導入が可能である。

ドームは、半径 2 m の半球型である (図 2.2)。望遠鏡の駆動と同期するため、最速 40 秒/R で回転することが出来る。ドームのスリット位置は、望遠鏡制御用の Windows-PC

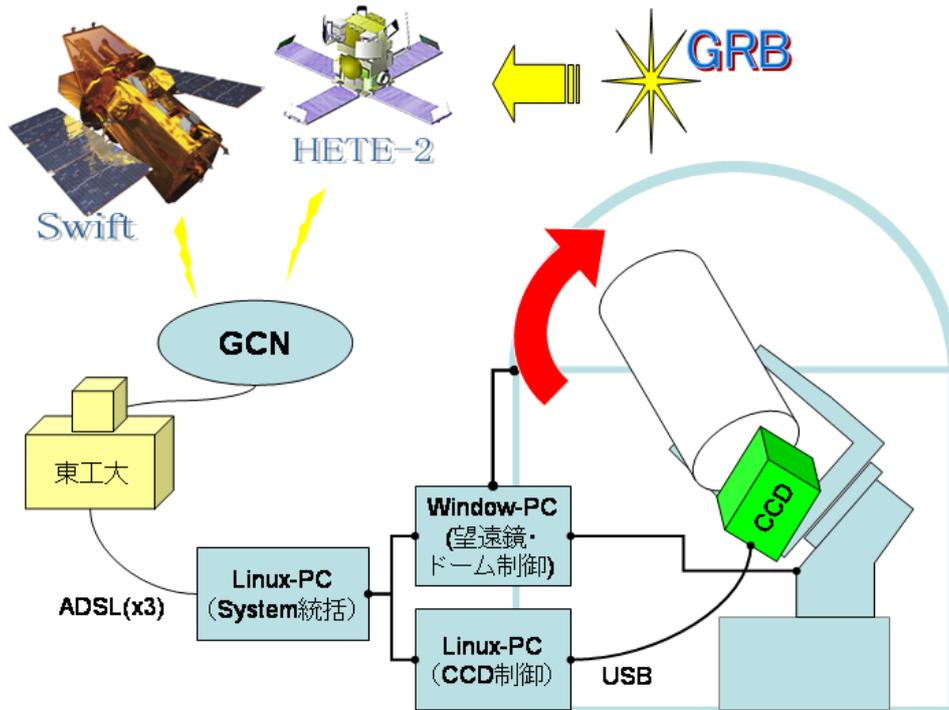


図 2.1: 明野望遠鏡のシステム概略。

によって鏡筒の指向方向と自動的に同期する。ドームの旋回、スリットの開閉等の動作は全て電動であるが、無停電電源装置を設置することで、観測中に電源供給が途絶えてもスリットを閉じることが可能である。



図 2.2: 左 — 明野ドーム外観。半球部側面 2 か所 (図中では 1 つ) に雨滴センサーが取り付けられている。回転速度は最速 40 秒/一周。 右 — 昭和機械製作所製 50cm(F6) カセグレン式反射望遠鏡。架台部はフォーク式赤道儀。最速 $3^\circ/\text{sec}$ の鏡筒旋回が可能。

所在地	山梨県北杜市明野町東大宇宙線研敷地内 北緯: 35°47'19", 東経: 138°28'37" 標高: 900 m ¹
光学系	
形式	昭和機械製 カセグレン型反射望遠鏡
有効直径	500 mm
副鏡口径	160 mm
焦点距離	3000 mm ²
口径比	F6
鏡材	主鏡: ゼロデュア、副鏡: パイレックス
鏡面処理	アルミ蒸着 + SiO ₂
有効視野	28' ³
観測波長	400~950 nm
合焦方法	副鏡電動移動による (PC からの制御可)
架台	
形式	フォーク式赤道儀
減速機構	ウォームギア (ウォームホイール波数:288)
バックラッシュ	40" 以下
駆動速度	最大 3 °/sec

¹ 国土地理院発行の地形図より。² 設計値。実測値は 3041mm(実際の天体を観測して計算)。³ チップサイズを 24.6 mm とした場合。

2.4 気象モニター

観測に必要な気象情報(温度、湿度、気圧)は、屋外に設置した気象モニターを用いて収集する。ドームの外壁には2か所に雨滴センサーを設置し(図2.2)、観測中に降水を感知すると、リレー制御でスリットが閉じるようになっている。また、鏡筒に設置した温度センサーにより、温度変化に伴う焦点位置の移動に対応する(5.4.6 参照)。

2.5 監視システム

キャリブレーション観測を除き、基本的に無人運用となるため、屋内外に複数の監視カメラを設置し、望遠鏡の監視を行う(図2.3)。望遠鏡のハードウェアリミットスイッチ、

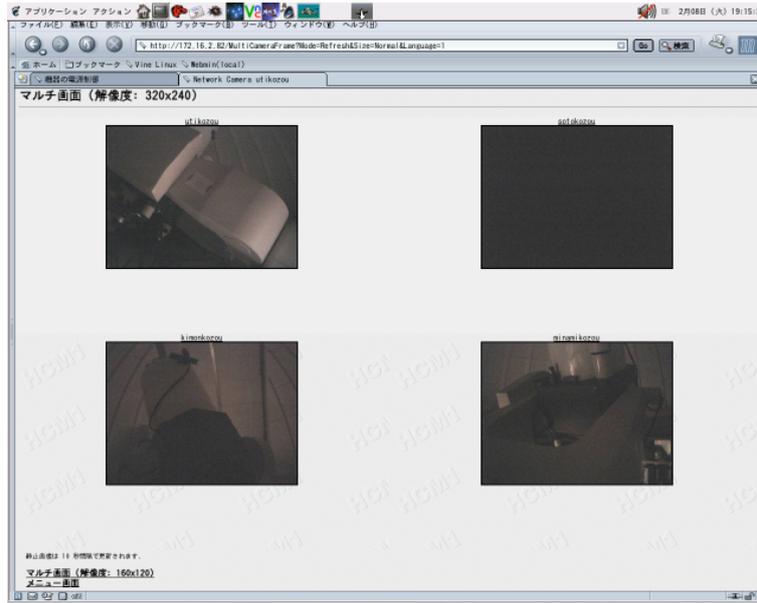


図 2.3: 監視カメラによるドーム内の画像。屋内 3 台、屋外 1 台 (図中の黒い画面) のカメラにより、観測所の状態を監視。スリット上の積雪など、ドームの異常を直接確認することができる。

ソフトウェアリミットと合わせ、3重の安全策を講じている。また、落雷による被害を最小限に抑えるため、観測所の配線には全てサージ保護回路を設置した。計算機とドームスリットには無停電電源装置を使用し、停電時でもシステムのシャットダウンが可能である。

2.6 検出器

単一の光学系で3つの波長域を同時に撮像するためには、望遠鏡からの光を3つに分割する必要がある。明野で使用する3色同時撮像カメラでは、ダイクロイック・ミラーにより、波長毎に光束を分割する(図 2.4)。ダイクロイック・ミラーで分割された光は標準的な測光システムに準ずるため、広帯域のフィルター (Johnson - Cousins 規格、V,R,I-Band) を通して、3台の冷却 CCD カメラに導かれる。CCD カメラは、USB 接続を採用している Apogee 社製 Alta U6 であり、1 フレームあたりの読み出しにかかる時間は 1 秒程度である (3 章)。

図 2.4 に示したのは岡山で使用しているカメラである。明野でもこれと同様のカメラを装備する予定である (現在制作中)。

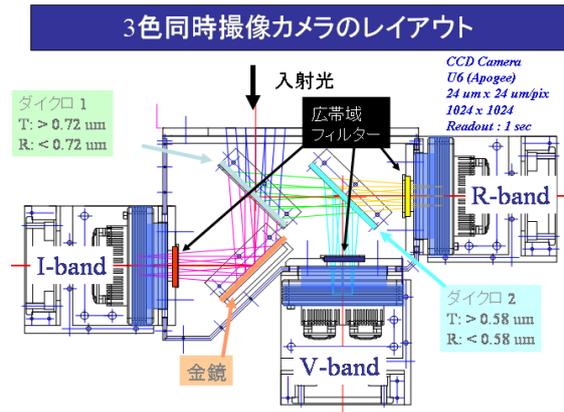
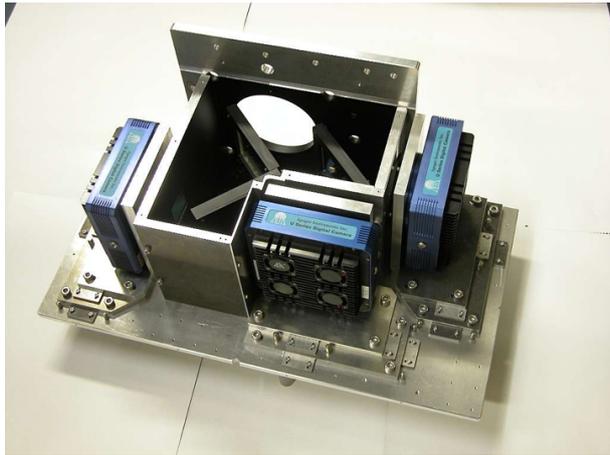


図 2.4: 左— 3色カメラの外観 (岡山天体物理観測所)。同様のものを明野望遠鏡に搭載する (明野用は現在制作中)。右— 3色カメラのレイアウト。内部に3枚のダイクロイック・ミラーを配置し、入射光を波長ごとに分割することで3バンドでの同時測光を実現する。

2.7 自動解析パイプライン

ガンマ線バーストが発生した場合、取得した画像を既存の恒星カタログと比較し、可視光残光が存在するのかどうかを素早く決定する必要がある。明野観測所はネットワークの回線速度に制限があるため、大岡山へ転送して人間が解析するのでは時間的に問題がある。3台の CCD カメラから続々と降りてくる画像データを瞬時にチェックするには、自動解析パイプラインが必要となる。自動解析の流れを以下にまとめる。

1. Reduction 処理 (ダークフレームの減算、フラットフレームでの除算)
2. WCS(World Coordinate System) の書き込み。⁴
3. 可視光変動天体の探査 (恒星カタログとの比較)
4. 変動天体の測光

現在、この解析パイプラインは開発中である (下川辺卒論, 2005)。この中で、ハードウェアが成否の鍵を握るプロセスは、カタログとの照合を行う WCS の書き込みである。本研究では、この自動解析を目標としたハードウェアの校正を行う。

⁴得られた画像の各ピクセルが実際の天球のどこに対応するかを決定する。

第3章 検出器の基礎特性試験

現在、天体観測では銀塩フィルムに代わり、半導体撮像素子が広く使用されている。これまで使われてきた、銀塩フィルムは、量子効率が低く (Typical には 10% 以下)、光量に対する感光度合いが直線的ではなく、特に低照度の撮像においては、相反則不規と呼ばれる感度低下を起こすことが知られている。科学研究を目的とした場合、入射した光量の定量的な評価が重要となる。その点、半導体検出器は高い量子効率、入力に対し線形な出力を得やすく非常に有効な検出器と成り得る。

半導体検出器を用いて測定を行う場合に重要となってくるのは、(1) 半導体ウェハーに起因する画素毎の応答特性、(2) 読み出し回路系の出力特性である。また、半導体中の熱励起によって生じる電荷は、Boltzmann 分布に従うため、(3) 半導体素子の温度制御が重要となる。さらに CCD に限定すれば、電荷転送効率なども出力特性に作用する。本試験では、天体の精密な測光観測を行うために、実験室において CCD カメラの特性調査を行った。

3.1 仕様

表 3.1 に明野で使用する冷却 CCD カメラ¹ (Apogee 社製 Alta U6) の仕様 (カタログスペック) をまとめる。使用しているチップは比較的大面積な Kodak KAF-1001E であり、広い撮像範囲を確保することが出来る。PC との通信には USB 2.0 規格を採用しており、1 フレームあたり 1 秒程度でデータのダウンロードが可能である。波長ごとの量子効率を図 3.1 に示す。

3.2 CCD 出力の直線性

3.2.1 試験方法

CCD カメラの入射光量に対する出力 ADC の直線性を調べる。この試験では、標準光源として LED を用い、長時間にわたって安定した電源を供給出来る大容量のニッケル水素

¹冷却機能付きの CCD カメラを一般的に冷却 CCD と呼んでいる。

表 3.1: Apogee 社製 冷却 CCD カメラ Alta U6 の仕様 (カタログスペック)

PC Interface	USB 2.0
Digital resolution	16 bit
System noise	15 e ⁻ RMS
Pixel binning	1×1~ 10×1024
Exposure Time	20 msec ~ 183 min
Cooling	ペルチェ素子+送風による冷却 (外気温 -50°C)
Dark current	1e ⁻ /pixel/sec(at -25°C)
Temperature Stability	±0.1°C
CCD	Kodac KAF-1001E
Array Size	1024×1024
Pixel size	24 μm×24μm
Imaging area	24.58× 24.58 mm
Linear Full Well	550,000 e ⁻
Dynamic Range	> 87dB
Quantum Efficiency	39% @ λ = 400 nm
Peak QE	72% @ λ = 560 nm

2 次電池を電源として使用した。CCD 入射窓には Diffuser としてトレーシングペーパーを取り付け、受光面に一様な光があたるようにする。LED の発光量は一定とし、照射光量の調整は露出時間の制御によって行った。

露出時間を等差にして、CCD 出力のダイナミックレンジ (0–64000 ADC) をカバーするように 1.5–30 秒までを 1.5 秒ステップで撮像していく。取得した画像には、照射光による出力以外に、ダークカレント、読み出しに伴うバイアスカレントが含まれる。各データに合わせて取得したダークフレームを減算することで、入射光に対する出力成分のみを抽出する。測定は、CCD チップ上において -10, 0, 10 の温度で行った。

出力特性の評価は CCD 全ピクセルのカウントの平均値を用いて行う。線形性の評価には、べき関数: $y = a \times t^n$ を用いる。ここで、 y : CCD の出力値 (ADC)、 a : 比例係数、 t : 露出時間 (秒)、 n : 直線性指数 である。検出器が理想的な出力特性を持っていれば直線指数 n が 1 に近づく。

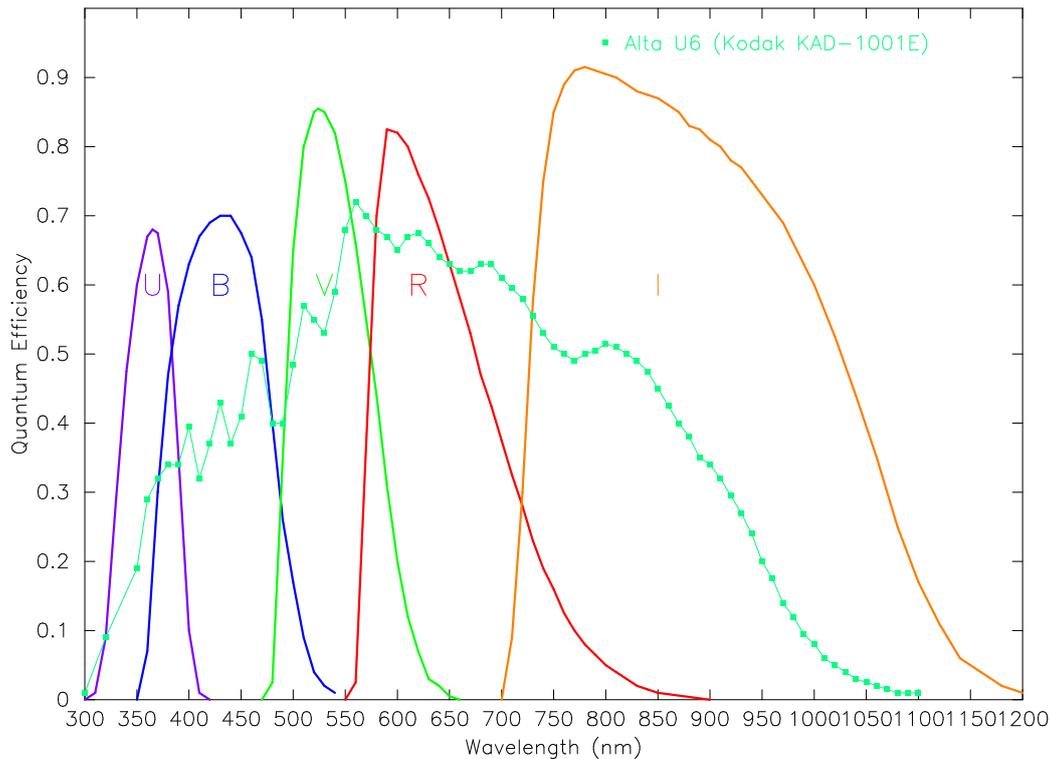


図 3.1: 冷却 CCD カメラの量子効率。ピークは QE は 560 nm 付近である。比較のため、Johnson-Couins system の U,B,V,R,I フィルターの透過率を示す。

3.2.2 測定結果

フィッティングの結果、このカメラの直線指数は冷却温度 -10 では $n = 1.010 \pm 0.005$ 、冷却温度 0 では $n = 1.013 \pm 0.003$ 、冷却温度 10 では $n = 1.011 \pm 0.005$ 、であることが分かった (図 3.2、左)。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が、1% 程度の誤差で $n = 1$ と一致するので良い直線性を示していると言える。

次に、出力の直線性が保証される有効な出力レンジを決定する。測定結果を 1 次関数でフィットし、その回帰直線からのずれが $\pm 1\%$ 以内に入る ADC 値を有効な測定レンジとして定義すると、このカメラでは $0 \sim 60,000$ ADC の範囲で良い直線性を示すと言うことが出来る (図 3.2、右)。

ところで、CCD 出力の 1 次関数からのずれは、各測定温度でごく短時間露出時に正方向、長時間露出時に負方向へ出る傾向がある。長時間側の出力不足は、AD コンバータの出力特性として典型的な振る舞いであり、回路系のサチュレーションに起因すると考えられる。GRB 残光を観測する場合、多くは検出限界ぎりぎりでの測定が行われる。従って、このような高カウント領域での振る舞いは基本的には問題にならないと言える。一方で、短時間露出 (or 低照度) での振る舞いは非常に重要になってくる。短時間露出時の出力特性

の原因としては、長時間露出のケースと同様 (1) 読み出し回路系の特性、そして (2) シャッター制御 の二つが考えられる。しかしながら、本実験の場合 (1) の可能性は低い。本試験で扱っている数値は、全てダークカレント・バイアスカレントを除去した値である。通常の回路の振る舞いを考えた場合、微小信号に対して不安定な出力を返す可能性は高いが、実際に回路に入力された電流はダークやバイアスを含んだ比較的大きな信号であり、回路特性を原因と結論付けることは出来ない。このことは、微弱な標準星を用いた測光試験 (6 章) が良好な結果を示していることから明らかである。本試験で最も疑わしいのはシャッター制御である。Alta U6 で採用しているアイリス式の電磁シャッターユニットは幕速が非常に遅く、特に短時間露出時には露光時間の写野一様性に支障をきたす。今回の測定結果は、短時間露光時に、設定値より長い時間シャッターが開いていたと考えることで説明することが出来る (シャッターの後幕走行が遅い)。国立天文台岡山天体物理観測所の測定では、同種のカメラを使用した場合、6 秒以下の短時間露出で、1%以上のシャッタームラが報告されており、測定結果を良く説明出来る。

3.3 ゲイン測定

CCD のゲインとは、CCD に蓄積された電子の読み出し回路で AD 変換を行う際の、入力電流と出力信号の変換レートのことを指す (単位:electrons/ADU)。この値は、実際の天体で測光を行う際に必要となるパラメータである (誤差評価時に必要)。読み出されるカウンターの統計誤差が、CCD の出力に依存することを利用して CCD カメラのゲインを測定する。

3.3.1 測定方法

セットアップは直線性の試験と同じである。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た (1.19, 1.41, 1.67, ..., 30 秒)。CCD チップの設定冷却温度は、 $-10, 0, 10$ とした。この際、ダークフレームの除算は必要ない (純粹に AD 変換のレートを求めるだけなので、電子がどのような素過程で生成されたかは問題にならない)。

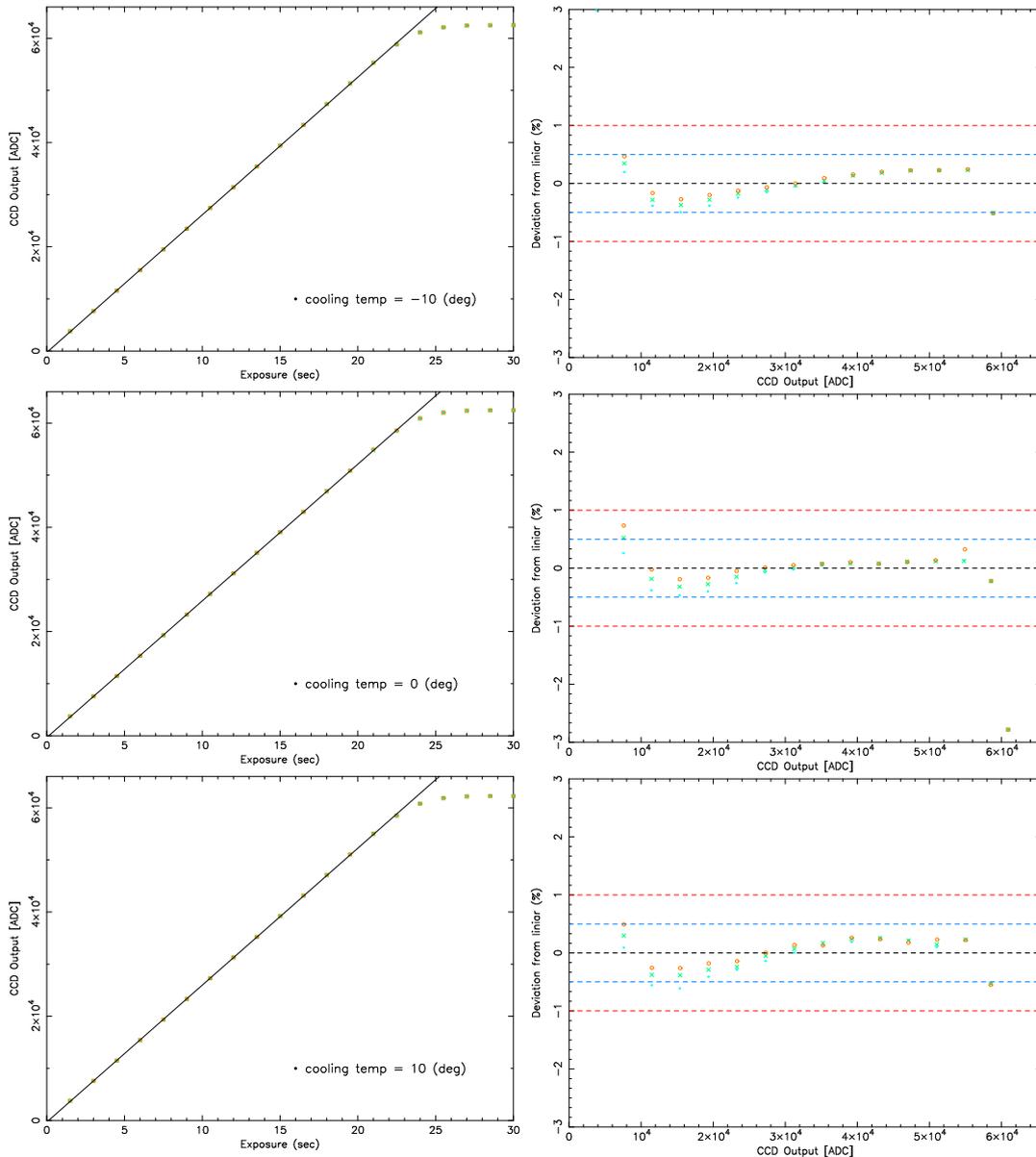


図 3.2: 1 次関数からの残差プロット (横軸: CCD 出力値 (ADC)、縦軸: 1 次関数からの偏差 (%)): 上から CCD 冷却温度 $-10, 0, 10$ の場合

3.3.2 結果

電子数の統計誤差の評価は $8 \text{ 画素} \times 8 \text{ 画素}$ のサブアレイごとに行う。これは、ピクセル毎の読み出しに伴う回路ノイズ (3.5 参照) を低減させるためである ($8 \times 8 \text{ pixel}$ サブアレイの場合リードアウトノイズは $1/8$ 倍になる)。CCD 出力の平均値は取得した 2 フレームの平均値とする。一方、統計エラーは 2 フレームの差分から評価する。1 フレームあたりの統計誤差 σ_{stat} は 2 フレームの各サブアレイ毎のカウント差の $1/\sqrt{2}$ 倍である。電荷の生成が Poisson 分布に従うとすると、

$$\sigma_{stat}^2 = ADC_{mean} \cdot Gain \quad (3.1)$$

$$\log \sigma_{stat} = \frac{1}{2} \log ADC_{mean} + \frac{1}{2} \log Gain \quad (3.2)$$

という関係が得られる。ここで ADC_{mean} は CCD 出力の平均値、 $Gain$ は CCD のゲインである。従って、 σ_{stat} vs ADC_{mean} の両対数プロットを傾き 1/2 の直線でフィットすればゲインを決定することが出来る (図 3.3)。

フィッティングの結果、

- 冷却温度 -10 では $Gain = 1.51 \pm 0.02$
- 冷却温度 0 では $Gain = 1.48 \pm 0.02$
- 冷却温度 10 では $Gain = 1.50 \pm 0.02$

であることが分かった。よってこの CCD カメラのゲインは、 ~ 1.50 (e^-/ADU) であることが分かった。

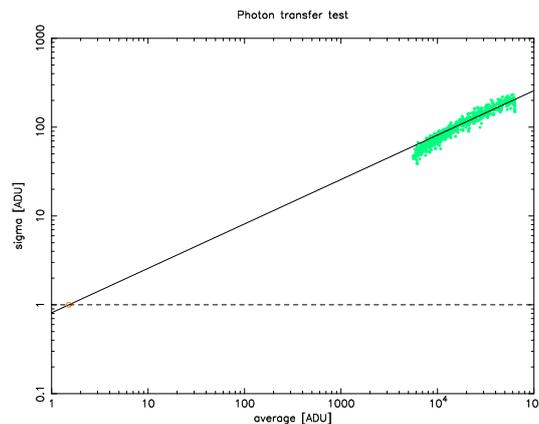


図 3.3: photon transfer plot (冷却温度: -10) を傾き 1/2 の直線でフィッティング (横軸: CCD 出力平均値 (ADC)、縦軸: CCD 出力の統計誤差 (ADC))

3.4 ダークカレント

ダークカレントの発生は半導体検出器特有の現象である。通常 CCD で用いる Si 半導体の場合、バンドギャップが 1.6 eV しかないために、価電子帯の電子が熱励起によって容易に伝導帯に遷移してしまい、ダークカレントとして観測される。このとき電子のエネ

ルギー分布は Boltzmann 分布 ($\propto \exp(-\frac{E}{k_B T})$) に従うので、遷移の確立は温度に強く依存する。実際の観測においては、ダークカレントの揺らぎが測定誤差を増大させる原因となる (これはダークカレントの絶対値ではないためリダクションによる除去は不可能である)。ここでは様々な冷却温度に対する、ダークカレント大きさを調べた。

3.4.1 測定と結果

CCD カメラの冷却温度を、 $-20, -10, 0$ に設定して、露出時間を変えてダークフレームを取得する。測定結果を図 3.4 に示す。プロットの傾きに測定した CCD のゲインを掛ければ、単位時間、単位ピクセルあたりのダークカレントを求めることができる。

- 冷却温度 -20 におけるダークカレントは、 $0.62 \pm 0.02 \text{ e}^-/\text{pixel}/\text{sec}$
- 冷却温度 -10 におけるダークカレントは、 $1.79 \pm 0.03 \text{ e}^-/\text{pixel}/\text{sec}$
- 冷却温度 0 におけるダークカレントは、 $4.95 \pm 0.03 \text{ e}^-/\text{pixel}/\text{sec}$

これらの測定値は Boltzmann 統計に良く従っていることが分かる (図 3.4-右)。

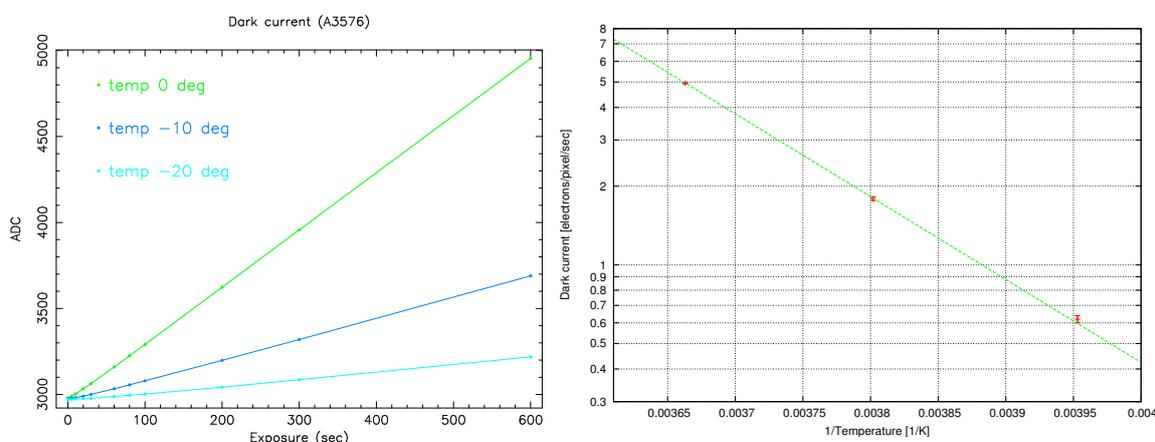


図 3.4: 左—露出時間に対する CCD 出力平均値 (横軸: 露出時間 (秒)、縦軸: CCD 出力平均値 (ADC))。それぞれの CCD 冷却温度において、直線フィットを行った。右—ダークカレントと温度の関係。Boltzmann 分布に従っていることが分かる。

3.5 読み出しノイズ

読み出しノイズとは、回路系に起因する露光量、積分時間、ダークカレントに依存しない出力揺らぎである。このノイズは、CCD の出力値に対し、1 回の読み出しに付き一定の不確定性を与える。従って、多数のフレームを重ね合わせる場合には、重ねた枚数分だけ影響が大きくなる (n 枚の画像を重ねる場合は読み出しノイズは \sqrt{n} 倍になる)。

3.5.1 測定と結果

測定は露光を行わずに読み出しを行って作成する「バイアス画像」を用いて行う。2枚のバイアス画像の差分を取り $1/\sqrt{2}$ 倍することで、1枚あたりの読み出しによる揺らぎ量を測定することができる。この値にゲインを掛け合わせると electron 単位に換算することができる。その結果、読み出しノイズは $11.52 e^-$ と求まった。

3.6 欠陥ピクセル

3.6.1 ブラックスポット

ブラックスポットとは、一様の光を当てて撮像したときに、出力平均値の 25% 以下の信号を出力するピクセルのことをいう。

CCD 冷却温度 +10, 0, -10、露出時間 10.5, 15.0, 21.0 秒の 9 通りのフレームについて測定し、どのフレームにも共通に現れたものをブラックスポットと決めた。(1,1), (270, 383), (x = 936 ~ 1024, y = 1) の 91 ヶ所。

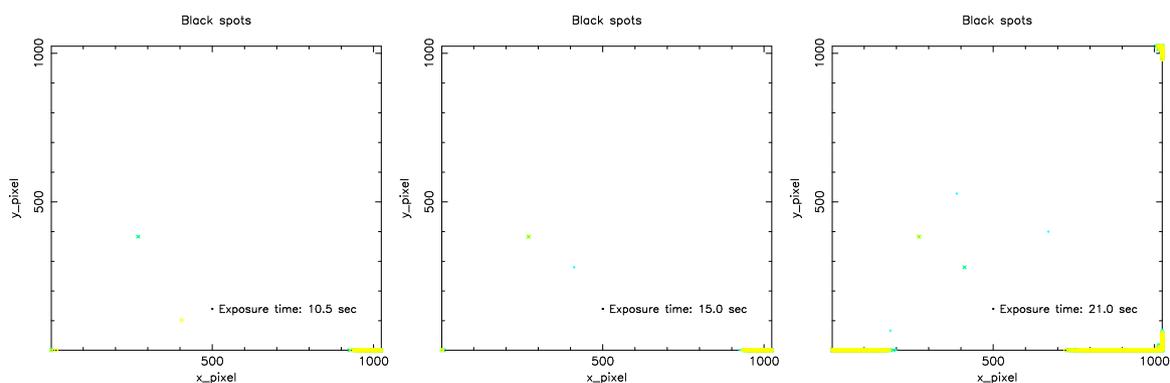


図 3.5: ブラックピクセル分布図: 左から露出時間 10.5 秒、15.0 秒、21.0 秒

3.6.2 ホワイトスポット

ホワイトスポットとは、一様の光を当てて撮像したときに、出力平均値の 25% 以上の信号を出力するピクセルのことをいう。

CCD 冷却温度 +10, 0, -10、露出時間 10.5, 15.0, 21.0 秒の 9 通りのフレームについて測定し、どのフレームにも共通に現れたものをホワイトスポットと決めた。測定の結果、ホワイトスポットはなかった。

3.6.3 ホットピクセル

ホットピクセル²とは、光が当たっていない状態でも、著しく高い出力値を示すピクセルのことを示す。この試験においては、ダークフレーム上で、ダークカレントの 50 倍以上の出力値を示すピクセルをホットピクセルと定義した。

CCD 冷却温度 0, -10, -20 に設定し、露出時間 20 秒のフレームを 5 枚ずつ撮像し、どのフレームにも共通に現れるものをホットピクセルとした。測定の結果、ホットピクセルは全部で 35 個あった (図 3.6)。

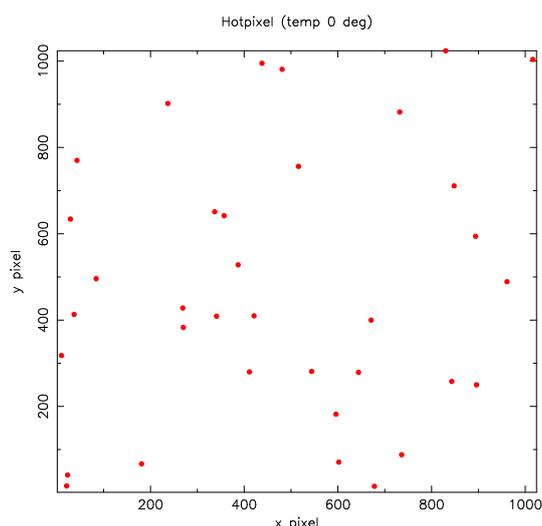


図 3.6: ホットピクセル分布図

それぞれの数を表 1 にまとめる。

ブラックスポット	ホワイトスポット	ホットピクセル
91: ($x = 936 \sim 1024, y = 1$), (1,1), (270,383)	0	35

表 3.2: 欠陥ピクセルの数

3.7 冷却性能

Alta U6 に用いられているペルチェ素子は、素子内で温度勾配を作る作用がある。本機では、この低温側を CCD に高温側をヒートシンクに接続することで冷却を行う。従って、カメラの冷却温度は外気温に強く依存する。一方で、チップの冷却温度は、素子の出力特

²http://www.andor-tech.com/performance%20sheets/Andor_CCD-2322.pdf 参照

性を決める上で非常に重要なファクターであり。観測環境に合わせて、適切な運用温度を決定する必要がある。

本測定では温度を 10 に保った恒温槽内に CCD カメラを設置し、何度まで冷却できるかを測定した。冷却は、-33 (外気温 -43) @80% でストップした。よって、外気温 -43 が冷却限界温度である (図 3.7)。測定された到達温度はカタログスペック (外気温 -50) よりも小さいことが分かる。これは、CCD のファームウェア側で、冷却装置の稼働率が 90% を超えるような極端な温度指定を行うと自動的に設定温度を高め、チップ温度を安定させようとするためである。

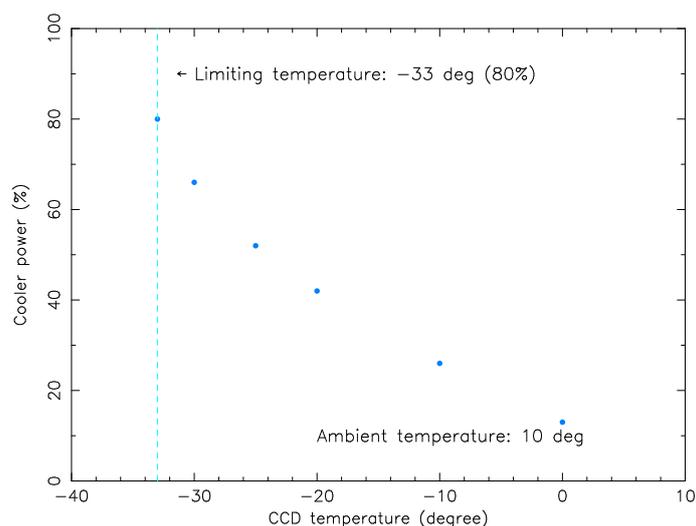


図 3.7: 冷却性能、外気温 10 における冷却温度を測定

3.8 CCD カメラ特性試験のまとめ

シリアル番号	A3576
冷却限界	外気温 - 43
有効出力上限値	~ 60000 ADC
ゲイン	1.5 e ⁻ /ADC
読み出しノイズ	11.52 e ⁻
ダークカレント (-20)	0.62 ± 0.02 e ⁻ /pixel/sec
(-10)	1.79 ± 0.03 e ⁻ /pixel/sec
(0)	4.95 ± 0.03 e ⁻ /pixel/sec
ホワイトスポット	0 個
ブラックスポット	91 個
ホットピクセル	35 個

第4章 架台部の機械特性

望遠鏡を用いて天体を観測する際、光学性能と並んで重要となるのが架台の特性である。天体は地球の自転により、時々刻々と位置を変えて行くため、架台を用いて鏡筒の指向方向を変える必要がある。光学性能を最大限に引き出すためには、架台を光学系の分解能と同じ精度で動かさなければならない。本章では、望遠鏡の架台部の特性について、(1)日周運動追尾、(2)導入精度、(3)導入後安定性という3つの点について調査を行った。

4.1 追尾性能試験

明野望遠鏡の架台は、恒星運動の追尾のために地球の自転軸と平行な機械軸を持つフォーカス式の赤道儀である。追尾精度を決める代表的な要素としては(1)架台の設置精度、(2)駆動部の制御精度、(3)駆動部の機械加工精度、そして(4)架台の剛性が挙げられる。

架台の設置精度とは機械軸と自転軸を平行に合わせる「極軸合わせ」の精度である。極軸合わせが正確でない場合、天の赤道上では主に赤緯方向のずれ、極方向では視野の回転が生じる。二つ目に挙げた架台の制御精度とは、赤経軸の回転速度である。天体の運行に合わせて毎秒15秒角の速さで駆動しなければならない。しかしながら、現在では水晶発振とステッピングモーターを使用することで、比較的高い精度で回転速度の制御が可能となっている。以上は、ハードウェアおよびソフトウェアの調整によって改善することのできる問題である。

一般的に、赤道儀の機械工作精度の指標として用いられるのが追尾速度の周期的変動“ピリオディックエラー”である。周期運動の原因となるのは、駆動部に用いるギアなどの回転部品の加工精度である。赤道儀ではウォームギアとウォームホイールによる減速機構が広く採用されており、ギアの形状や偏芯、たわみ等によって、ウォームギア一回転につき1周期となる周期変動が生じる(明野望遠鏡の場合、ウォームホイールの歯数が288枚であることからエラー周期は5分と計算できる)。ピリオディックエラーは振幅自体は数秒角であるが、角速度が大きいために星像を劣化させる原因となる。これ以外にも、赤経軸と赤緯軸の直行性や、機械軸の偏芯などが追尾誤差に寄与する。フォーカス式のような重心の

高い赤道儀の場合に深刻になってくるのが架台の剛性である。自重によるたわみで、鏡筒の指向方向が変わってしまう可能性がある。特にこの問題は、重量バランスや姿勢によって振る舞いが変わるため予測が困難である。これらの、工作精度、構造に起因する問題は先天的であり、調整による回避は不可能である。

本試験では、恒星追尾の際に現れる指向方向のずれの出方を調べると共に、その原因解明と調整を行う。

4.1.1 試験方法

追尾誤差が最も顕著に現れる 天の赤道付近 ($\text{Dec}=0^\circ$) 付近を時角¹ $\pm 5\text{h}$ の範囲で撮像を行った。一枚当たりの露出時間は、期待される周期誤差 (5 分周期) よりも十分短く、かつ大気のゆらぎをある程度平均化するため、15 秒とした。撮像後の画像をリダクションした後、USNO-2.0A 恒星カタログと比較し、視野あたり 50 個の恒星を用いて WCS の書き込みを行う。鏡筒の指向方向は、視野の中央 (CCD 上で $x = 512, y = 512$) として、計算する。測定は天候の都合上、10 時間連続で行うことは出来なかったため、数時間ごとに複数晩に分けて行った。

4.1.2 結果

測定結果を図 4.1、4.2 に示す。データ点は連続して行った測定ごとに色分けしてプロットしてある。これらの各データ系列の取得日については表 4.1 にまとめている。 “系列 1 (赤)” の中心座標は天の赤道からが 19 度程離れているため、赤経方向の追尾誤差を $1/\cos \delta$ (δ : 赤緯) 倍してプロットした。時角 10–40 度をカバーしているデータ (青) は隣接するデータとのつなぎ合わせがうまくいっていない。この天域は鏡筒が南中する直後であり、拳動が不安定になってしまったと考えられる。変位の大きさは 30–40 秒角程度であり、ギアの研磨精度、組み立て精度から予想される範囲内である。このような、ギアの “遊び” に起因する始動直後の指向方向の不安定性は他のデータ群でも見られる。このような傾向が見られるのは赤経軸のバランスが合っているためである。

時角方向では追尾をするに連れて視野中央が東にずれる傾向がある。一方、赤緯方向の変位は時角 1 h をピークとする山型の変化を示す。図 4.2 は赤経方向の追尾誤差の拡大図である。周期 5 分、振幅 ± 2 秒角の構造を見ることが出来る。これは、赤経軸のウォーム

¹時角 (Hour angle) は観測地に固定した赤経方向の角度である。観測地の天頂を通る子午線を基準として、西周りに測る。単位は通常時間 ($=15^\circ$) で表す。

ギアの加工や取り付け精度によって生じる。この赤道儀では赤経のウォームホイールの波数が 288 であり、期待されるピリオディックエラーの周期 (5 分) と良く一致している。

4.1.3 大域的变化の原因

以上の測定は、仰角の大きく異なる天域を撮像するため、大気による屈折により、望遠鏡の指向方向と真の天体の位置が異なる可能性がある。この傾向は airmass の大きな低空を観測する程顕著になる。純粋に架台の機械特性を調べるためには、このような影響を除去する必要がある。大気差は天体の高度・気温・気圧・湿度・波長に依存し、近似式 (付録:式 2) を用いて、計算することができる。大気差を補正して、純粋な機械特性を反映した追尾誤差を図 4.3 に示す。

一般的な赤道儀において、恒星の追尾誤差には以下のパラメータが関わっている。

IH :赤経軸エンコーダ零点エラー

ID :赤緯軸エンコーダ零点エラー

NP :赤経・赤緯軸の軸非直线性

CH :赤経方向のコリメーションエラー

ME :極軸の elevation 方向のずれ

MA :極軸の azimuth 方向のずれ

HCES :赤経軸センタリングエラーの sin 成分

DCES :赤緯軸センタリングエラーの sin 成分

DCEC :赤緯軸センタリングエラーの cos 成分

DAF :赤緯軸のたわみ

以上のパラメータは赤経、赤緯方向のトラッキングエラーに対してそれぞれ以下のように反映される。

$$\begin{aligned} \Delta h = & IH + NP \tan \delta + CH \sec \delta + ME \sin h \tan \delta - MA \cosh \tan \delta \\ & + HCES \sin h - DAF (\cos \phi \cos h + MA \sin \phi \tan \delta) \end{aligned} \quad (4.1)$$

$$\Delta \delta = ID + ME \cos h + MA \sin h + DCES \sin \delta + DCEC \cos \delta \quad (4.2)$$

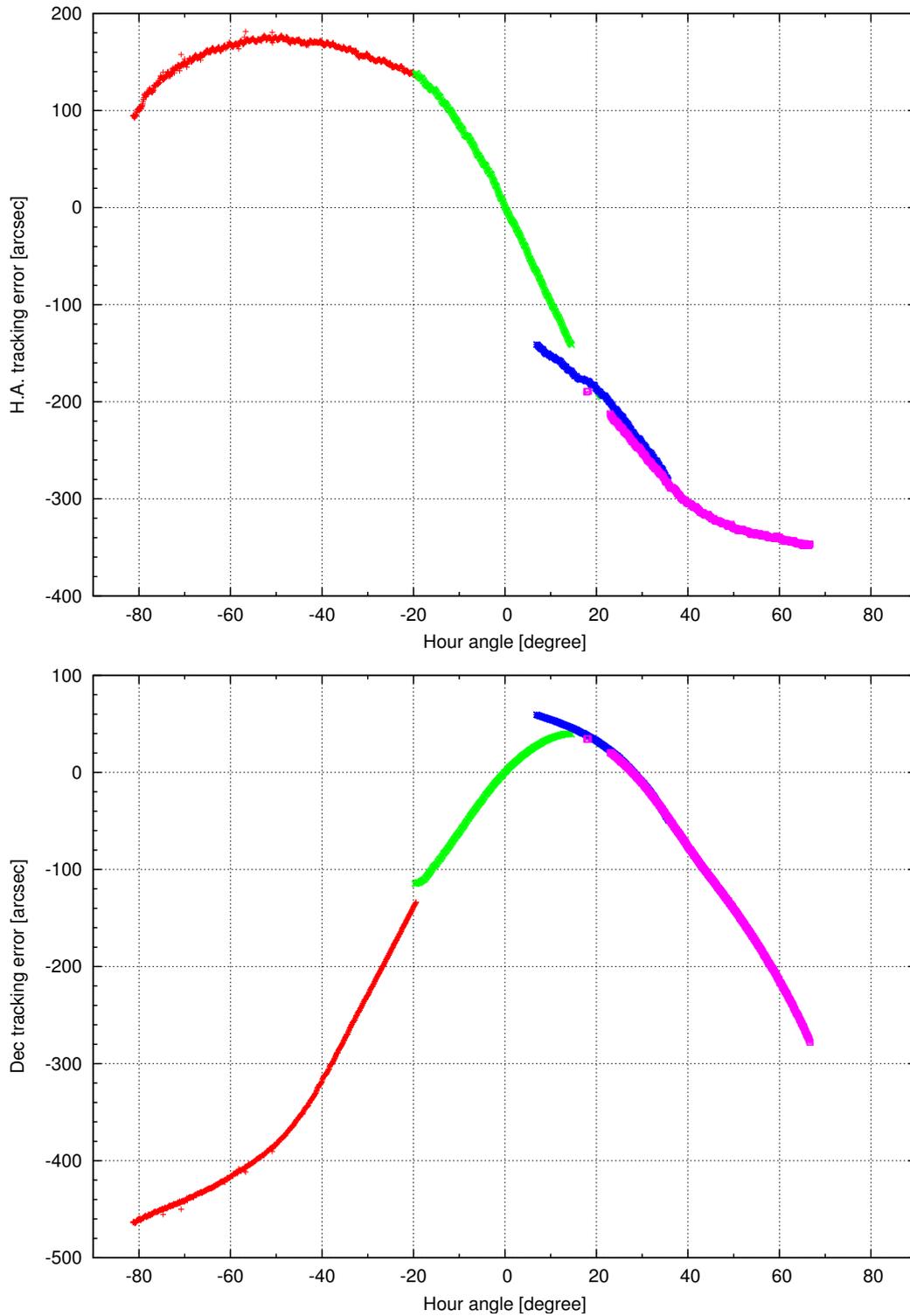


図 4.1: 追尾性能試験結果 上 — 時角方向の追尾誤差。下 — 赤緯方向の追尾誤差。それぞれ、横軸が時角(度)、縦軸が指向方向のズレ(秒角)を表している。観測は複数晩にわたって行った。データ点は取得晩ごとに色分けしてある(表 4.1)。時角 0 度付近の不連続は赤道儀のバックラッシュに起因すると考えられる。

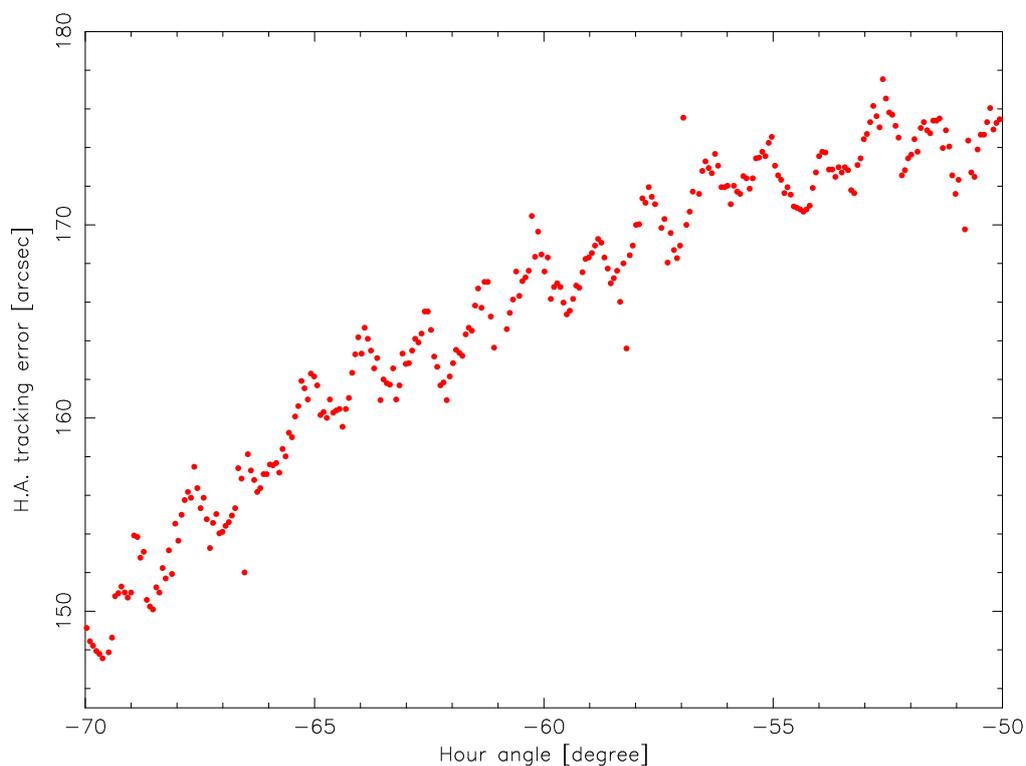


図 4.2: 赤経方向の周期的追尾誤差。間隔 5 分、振幅 ± 2 秒角程度の周期的な変動が見られる。

表 4.1: 追尾試験観測データ

No	観測日	測定時間 (JST)	視野中心座標 (J2000)
1 (赤)	2004,12,10	21:42:06–25:49:03	R.A. 08:39:39.732, Dec +19:51:37.12
3 (緑)	2005,01,05	18:09:12–19:51:37	R.A. 02:42:14.929, Dec +00:01:49.24
4 (青)	2005,01,05	22:32:07–00:27:32	R.A. 05:19:39.265, Dec +00:05:34.42
4 (桃)	2004,12,10	02:10:16–05:25:18	R.A. 06:31:58.332, Dec +04:57:13.22

ここで、 h 、 δ はそれぞれ天体の時角、赤緯、 ϕ は観測地の緯度である (本来は、これに鏡筒自身のたわみも加わるが、影響が小さいためここでは無視する)。以上のような物理モデルに従って、測定結果を考察する。

赤経方向の追尾誤差 赤経方向の追尾誤差を見ると、一様に東へずれる成分と短周期の変動成分があるように見える。まず、一様な視野移動の原因について考える。前述の物理的モデルに沿って見てみると、原因と成り得るのは (1) 架台の据え付け誤差 (ME MA)、(2) 赤経軸のセンターリングエラー ($HCES$)、そして (3) 赤緯軸のたわみ (DAF) である。今回の試験では追尾天体を天の赤道付近から選択しているため、据え付け誤差に起因する成分は事実上無視することができる。従って、時角の変化に従って指向方向がずれる原因は $HCES$ と DAF に絞り込まれる。一方、短周期の変動成分は、比較的短い $\sim 90^\circ$ 程度の短い周期を持っており、一般的な物理モデルでの説明は困難である。以上の議論をもとにして、簡略化した以下の関数でフィッティングを行った (図 4.3-Physical model)。

$$\Delta h = HCES \sin h - DAF \cdot \cos \phi \cos h + a \sin(b(x - c)) + const \quad (4.3)$$

この結果、 $HCES = 19.1 \pm 0.2$ arcmin、 $DAF = -6.9 \pm 0.1$ arcmin、短周期成分に関しては、 $a = -164 \pm 2$ arcsec、 $b = 3.92 \pm 0.02$ 、 $c = 5.87 \pm 0.12$ degree という値が得られた。

赤緯方向 一方、赤経方向のずれは、比較的きれいな三角関数に見える。式 4.2 と比較すると、時角に依存する誤差は高度方向の据え付け誤差 ME 原因のようである。しかしながら、モデル・フィッティングの結果、

$$F(x) = 220 \cdot \cos 2.0(x - 16.9) - 197 \quad [\text{arcsec}] \quad (4.4)$$

という関数を得られており (図 4.3 下、青色破線)、時角の変化に対して、物理モデルとは異なる周期を持っていることが分かる。従って、この試験結果から直ちに、原因を解明することは出来ない。

4.1.4 調整と対策

追尾速度調整 ここまでの考察から、赤経方向の追尾誤差は、赤経軸のセンターリングエラー、および赤緯軸のたわみに起因することが分かった。これらは、構造上の問題であり、機械的な調整は不可能である。そこで、トラッキング速度の調整による追尾精度の向

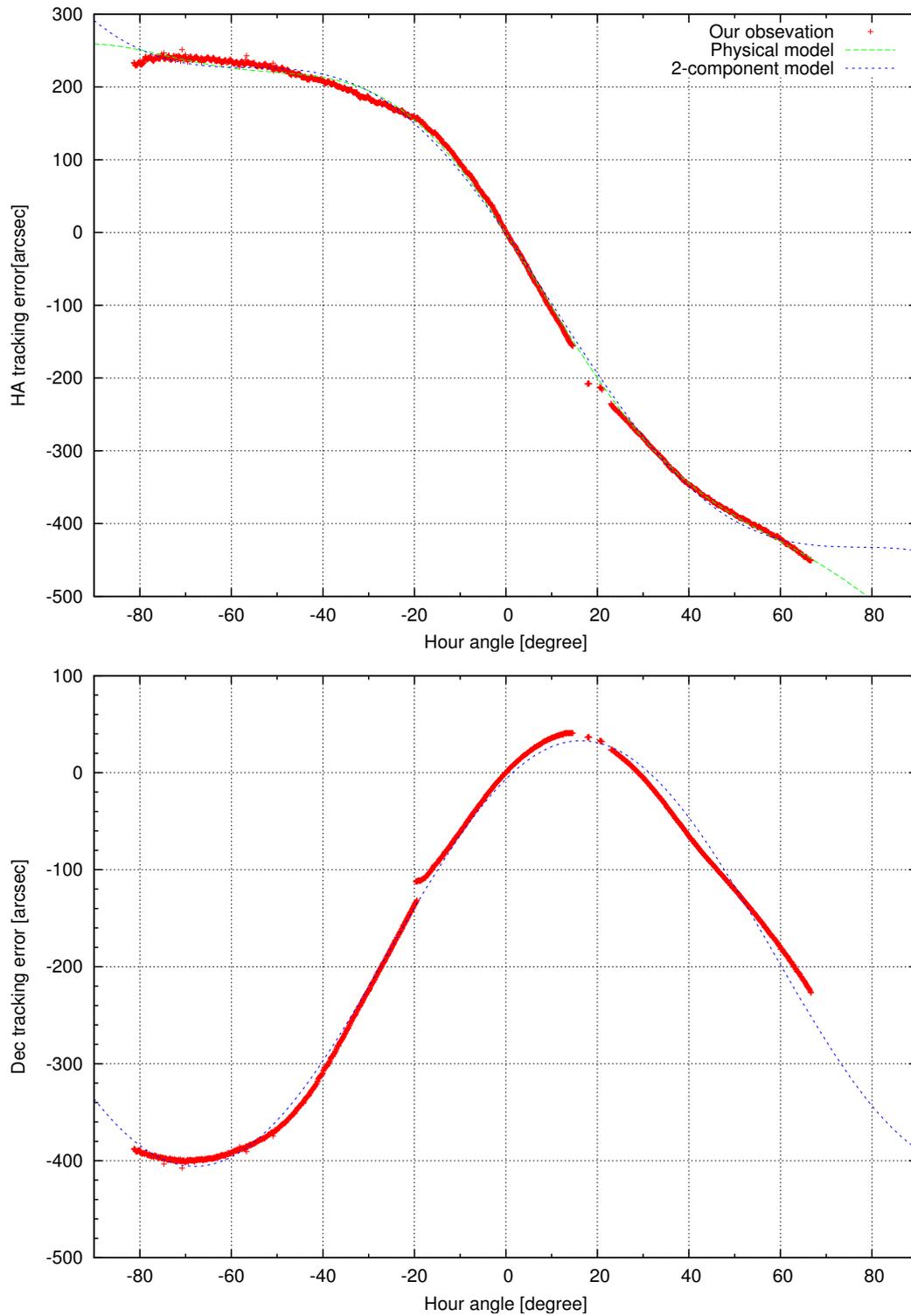


図 4.3: 大気差を除去した追尾誤差。純粋な機械特性を反映している。どちらも、三角関数と一次関数の足し合わせで大まかにフィットすることが出来る。

上を図る。追尾速度の調整は、赤経駆動モーターに与えるパルス数の増減で行う。現在の制御方法では、時角に合わせた詳細な調整は不可能なため、一定速度の増速および、減速しか行うことが出来ない。

実際の観測データから適切な調整量を求める。式 4.3 の $HCES$ 、 DAF の項を 1 次関数で置き換え、フィッティングを行う。この結果以下のような関数が得られた。

$$f(x) = -4.9x + 102.7 \sin(2.7(x - 10.6)) - 50.6 \quad [\text{arcsec}] \quad (4.5)$$

図 4.3 中の青色の破線がフィッティングによって得られた計算値を表している。広い範囲に渡って比較的良く観測値と合っていることが分かる。従って、時角 1° あたり、4.9 秒角追尾速度を速めれば、振幅 100 秒角程度の短周期成分のみが残ることになる (恒星追尾速度に対し 0.14% 増速)。

調整後の追尾誤差を図 4.4 に示す (大気差による浮き上がりは補正してある)。赤経方向の追尾精度を見ると、若干負修正ではあるが、調整前 (図 4.3) より改善されていることが分かる。駆動速度は今後さらに調整を進める。また、速度調整に伴い、赤緯方向の追尾誤差も若干修正された。変動の傾向は調整前と似ているが、時角 $\sim \pm 80^\circ$ の範囲では ± 100 arcsec 以下に収まっており、現状で WCS の自動書き込み² が可能である。

ピリオディックエラー 周期が 5 分のピリオディックエラーは振幅自体は小さいものの、角速度が大きいため、フレーム毎の星像を悪化させる可能性がある。この周期変動の特性は機械部分の設計と加工精度でほぼ決定されてしまうため、望遠鏡設置後の機械的調整は不可能である。このため、一般的には制御部でエラーを相殺するように架台を駆動するという手法が取られる。明野場合、このような時角に合わせた速度調整は出来ないが、周期誤差の振幅が ± 2 arcsec 程度と小さいため、1 フレームの露出時間を 1 分以下にすることで、星像の劣化を抑えることができる。

²FITS ヘッダーに記録された望遠鏡の指向方向を元に、USNO-2.0A 恒星カタログと撮像した画像を比較し、正確な WCS を情報を書き込む (2.7 参照)。

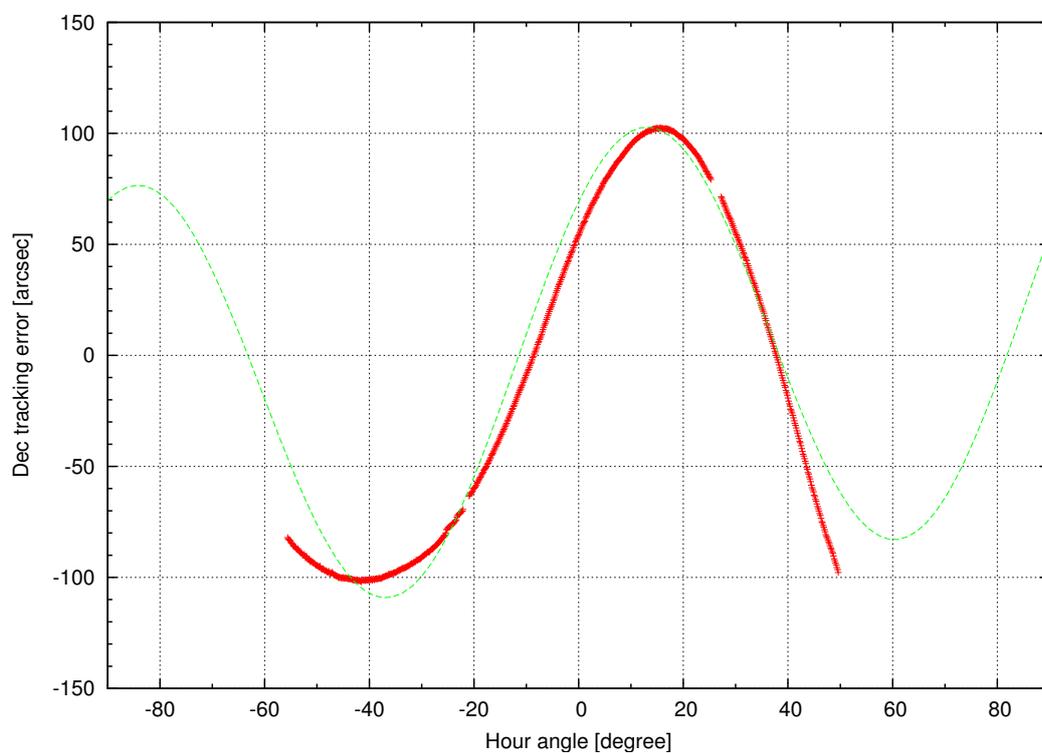
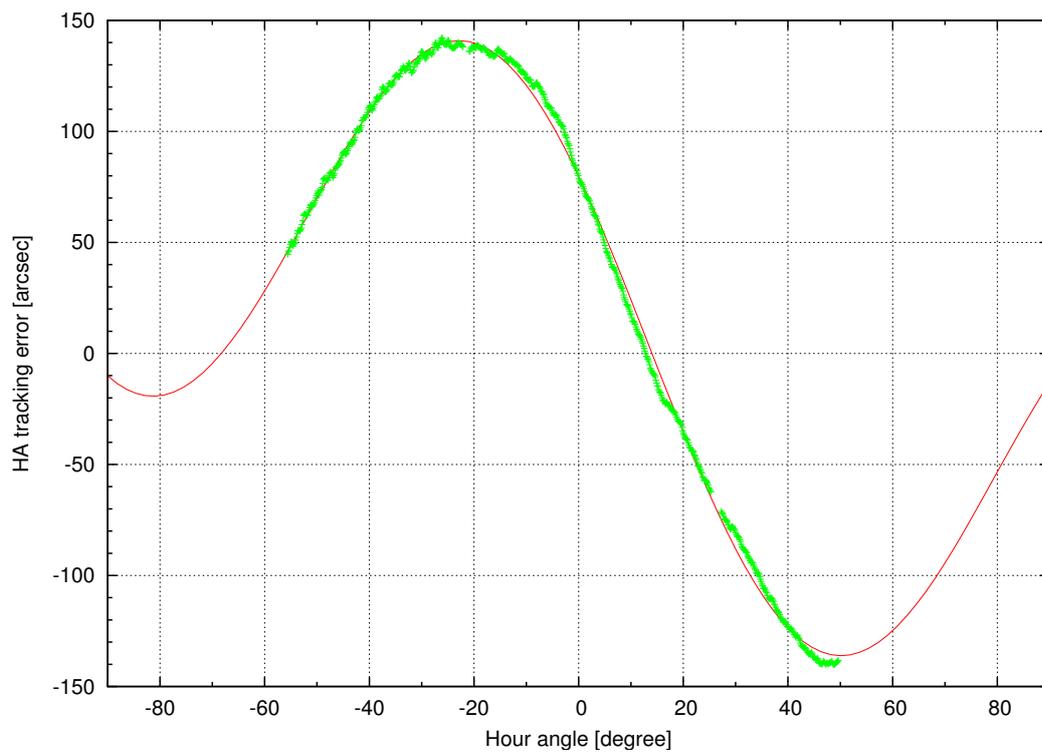


図 4.4: 駆動速度調整による追尾誤差の改善。追尾速度の調整により、追尾中の指向方向のずれを小さくすることに成功した。赤経 (上)、赤緯 (下) とともに、 $\pm 2'$ を達成出来ており、WCS の自動書き込みスクリプトに対応出来る。

4.2 導入試験

観測システムの自動化を行う際に問題となるのは、目標天体の導入精度である。導入精度は、追尾精度と同様、機械加工精度や、設置精度、架台の剛性、エンコーダの精度などによって決定される。その物理モデルは、前節の式 4.1, 4.2 で示した通りである。実際の観測では、これに加えて大気差や歳差および章動による分点移動、光行差などが影響してくる。

本試験では、架台の機械特性を調べた上で、制御ソフトウェアによる補正を行う。目標とする導入精度は WCS の自動書き込みに必要とされる ± 2 arcmin である。

4.2.1 試験方法

架台のソフトウェアによる補正を全て無効にした状態で、観測可能な全天域を赤経方向 1 h 間隔、赤緯方向 10 °間隔で導入、撮像する。各フレームの露出時間は大気による揺らぎを平均化するために 30 秒とした。リダクション作業の後、目視で DSS 画像と比較して大まかな対応を決めた後、WCS 書き込みスクリプトを用いて、USNO-2.0A 恒星カタログとの照合を行って WCS を書き込む³。鏡筒の指向方向は視野中心 (CCD 上で $X = 512$, $Y = 512$) と定義し、架台に命令した方位 (時角、赤緯) と実際の指向方向とのずれを評価した。

4.2.2 結果

測定結果を図 4.5 に示す。架台設置時の調整を天頂付近で行ったためか、時角 0 時、赤緯 40 °付近は導入精度が高い。一方、高緯度、東側の天域では時角方に大きなずれが見られる。高緯度での時角のずれは、実際の指向方向のずれとしてはあまり大きくないが、視野の回転を伴うため、自動解析を行う際には大きな問題となる。

4.2.3 ソフトウェアによる補正

明野望遠鏡ではこのような機械特性をソフトウェアによって補正し、導入誤差を小さくすることが可能である。この補正方法では、あらかじめ各天域でのオフセット量を記

³視野中の恒星 10 等から 16 等の星を使用する。カタログとの一致数が 9 割以上で書き込み成功とした。このとき、画像上の天体位置とカタログ上での位置のずれは 2 ピクセルまで許容した。

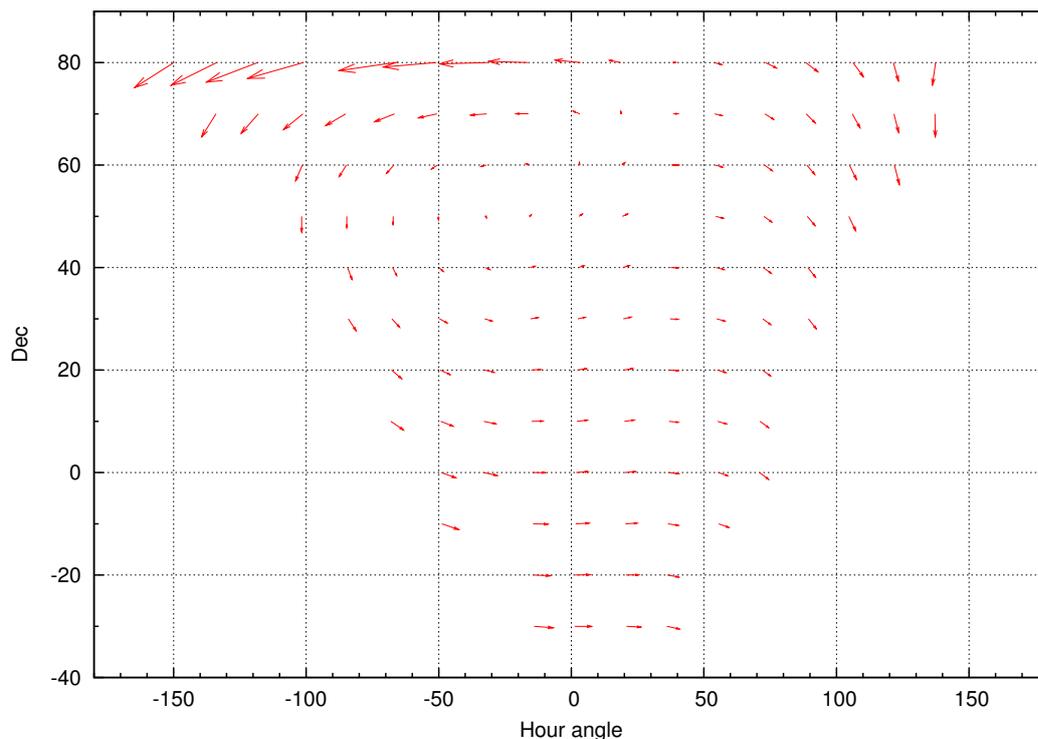


図 4.5: 架台の自動導入精度。架台に指定した、時角、赤緯と実際に鏡筒の指向した方向とのずれをベクトルとしてプロットした。ベクトルの長さは 10 倍に拡大してある。

述したデータテーブルを用意しておく必要がある。導入命令をかけると指向方向に合わせた補正量をテーブルから読み出し微調整を行う。補正量は、赤経軸、赤緯軸のエンコーダのパルス数で与える。赤経エンコーダ、赤緯エンコーダの分解能はそれぞれ 2,592,000 pulse/round、3,456,000 pulse/round である。これらの値を用いて導入誤差をパルスに変換してデータテーブルを作成した。

補正データをセットして、再度導入試験を行った。測定方法は、最初の導入試験と同じである。測定結果を図 4.6(上・下) に示す。上側の図は 1 回目の導入試験と同じ縮尺であり、補正によって劇的に導入精度が向上したことが分かる。図 4.6(下) は目標座標と、実際の指向方向とのずれを目標方向を (0, 0) としてベクトルでプロットしたものである。南の低空、北東の高緯度での誤差が大きい傾向にある。赤緯に関しては ± 200 秒角程度の精度が達成出来ている。一方、時角方向に関しては一部の天域において、以前として 10 分角以上の導入誤差が残存している。

残存する誤差に関しては、補正テーブルの改良によりある程度の改善は可能であるが、システムの仕様上、補正値を時角 1 時間、赤緯 10 度のグリッド毎にしか与えられないため、グリッドとグリッドの間の領域では、現状より正確な導入を期待することは出来ない。

4.2.4 更なる補正

自動解析を実現するためには、既存の補正方法では限界があるため、新たな導入補正方法を考える必要がある。現在のソフトウェアの補正機能に頼らないのであれば、架台制御PCに導入を指示する時点で、補正した座標を与えれば良い。その際、現状では補正テーブルの粗さが導入精度をリミットしているので、(1) 補正テーブルを細かくするか、(2) 補正值を関数として与えることが出来れば、より高い導入精度を実現することが出来る。しかしながら(1)の方法は、データ取得が非常に困難である上、観測する日時によって比較的大きく変化する、大気差や光行差を補正出来ないという問題がある。従って、補正值を関数として与える方法が妥当であると考えられる。実際に、岡山天体物理観測所では、物理的なモデルに従って導入誤差要因を解析する「T-Point」というソフトウェアを用いて、補正を行い導入精度 $\sim \pm 10$ arcsec を達成している。

我々もこれにならい、先の物理的機械モデルによる Fitthing が可能かどうかを調べてみた。式 4.1, 4.2 を用いて時角、赤緯方向の導入誤差をそれぞれフィッティングしてみた。ここでは、典型的な機械の特性と設置精度に依存する導入誤差のみを考えるため、実際に観測された、導入誤差から、大気差、歳差、章動、光行差の効果を全て除去したデータで解析を行った(これらの計算方法は付録 1, 2, 3 で解説する)。

結果を図 4.7 に示す。最上段が導入誤差をフィットした結果である(左: 時角方向、右: 赤緯方向)。中段にフィットの残差を示す(左: 時角方向、右: 赤緯方向、データ間の直線は観測した順番につないである)。

赤緯方向の導入誤差は比較的良くフィットで来ている。時角の列毎に導入誤差が出ているが、これは観測時の導入の順番を、時角一定で赤緯軸を北から南へ、次に赤経を西へずらしてから、南から北へという順番でスキャンしたため、赤経方向のデータ列ごとに赤緯方向のバックラッシュが逆転しているためだと考えられる。

一方、時角方向のフィットでは比較的大きな残差が残る。これは、かなり複雑な形状を示しているが、時角方向の残差が 360° 周期の三角関数に近い構造をもっており、モデルでは記述出来ない導入誤差を *HCES*, および *DAF* のパラメータを振って無理矢理合わせた結果だと考えられる。そこで、時角方向に関しては、これら二つのパラメータの寄与を無くした関数で再度フィットを行った。その結果が下段の図である。残差自体は大きいが一様な偏移が見られる。時角方向の傾きは一定であり、時角のエンコーダーのキャリブレーションが誤っている可能性がある。また、赤緯 80° 付近、時角 0 時の子午線上で、誤差の方向が反転する。これは、赤経軸のバックラッシュだと考えられる。北極方向を向

いた状態だと、鏡筒のバランスが悪くなり、誤差の影響が大きくなるようだ。

以上、簡単に誤差の振る舞いについて、考えてみた。今後は、これらの振る舞いを記述する関数を作成し、自動導入による収差を全天で2分角以内に追い込んでいく。

表 4.2: フィッティングによって得られた、赤道儀のパラメータ。(左)は全てのパラメータを可変としたとき。(右) $HCES = 0$, $DAF = 0$ で固定したとき。

パラメータ	解析結果 [degree]	パラメータ	解析結果 [degree]
<i>IH</i>	0.296279 ± 0.01749	<i>IH</i>	0.339003 ± 0.0393
<i>ID</i>	-0.245613 ± 0.004705	<i>ID</i>	-0.245613 ± 0.004705
<i>NP</i>	-0.258826 ± 0.01644	<i>NP</i>	-0.269567 ± 0.03724
<i>CH</i>	0.0339397 ± 0.01933	<i>CH</i>	0.0409655 ± 0.04429
<i>ME</i>	0.240799 ± 0.001714	<i>ME</i>	0.240799 ± 0.001714
<i>MA</i>	0.0560301 ± 0.001059	<i>MA</i>	0.0560301 ± 0.001059
<i>HCES</i>	-0.155325 ± 0.007211	<i>HCES</i>	0(fix)
<i>DCES</i>	0.0157943 ± 0.003188	<i>DCES</i>	0.0157943 ± 0.003188
<i>DCEC</i>	0.0215225 ± 0.004743	<i>DCEC</i>	0.0215225 ± 0.004743
<i>DAF</i>	-0.105111 ± 0.01434	<i>DAF</i>	0(fix)

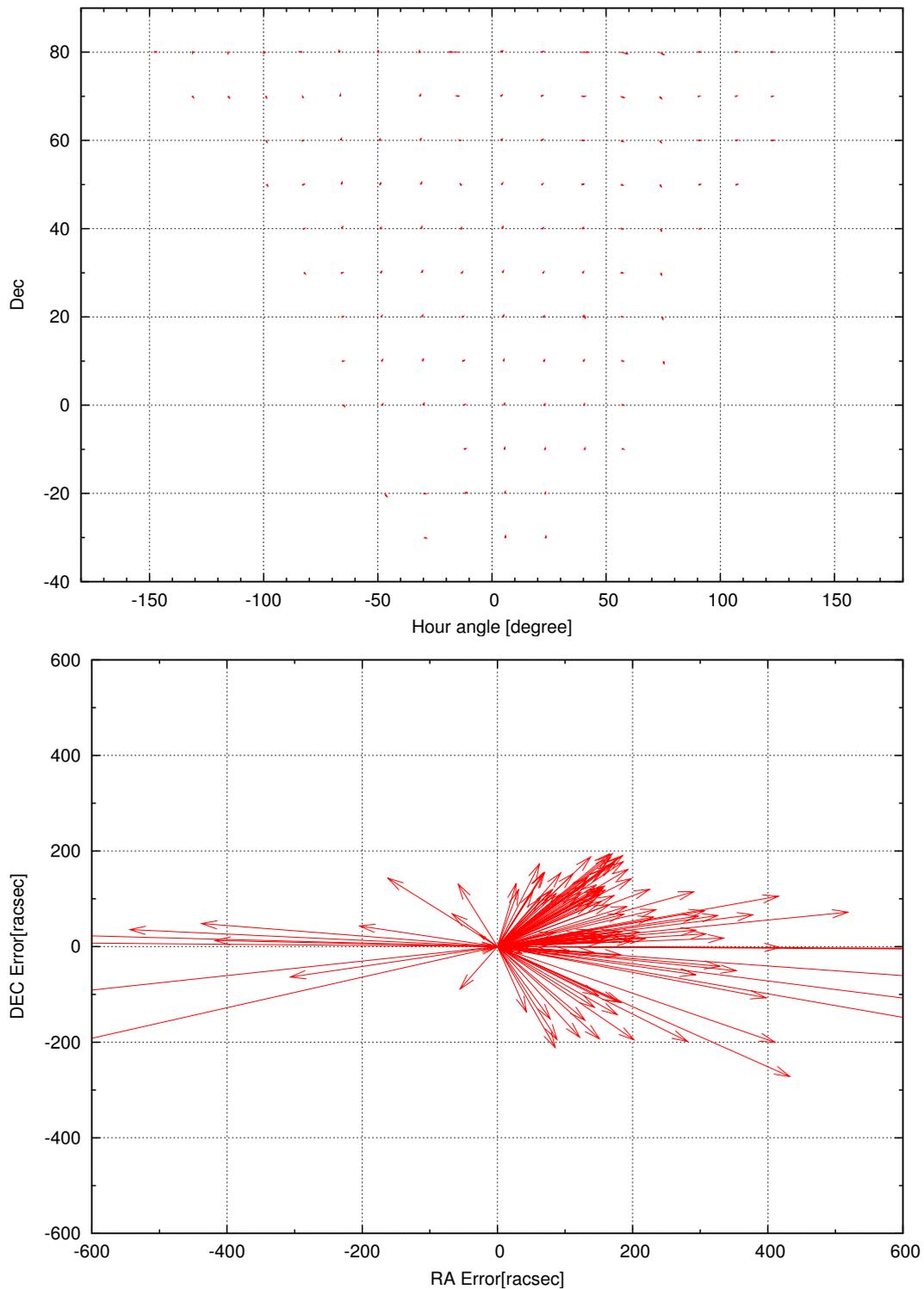


図 4.6: ソフトウェアによる自動導入補正。1 回目に行った導入試験のデータをもとに補正データテーブルを作成し、導入精度の改善を試みた。上—縦軸、横軸はそれぞれ架台に指示した目標方向、導入誤差はベクトルとしてプロットしてある。ベクトルの長さは 10 倍に拡大してある。

下—導入誤差の大きさ。指定した目標座標 (中央) からの指向方向のずれのをベクトルで表した。赤緯方向に関してはほぼ目標値を達成しているが、時角方向の導入誤差は以前 200 秒角以上と大きい。

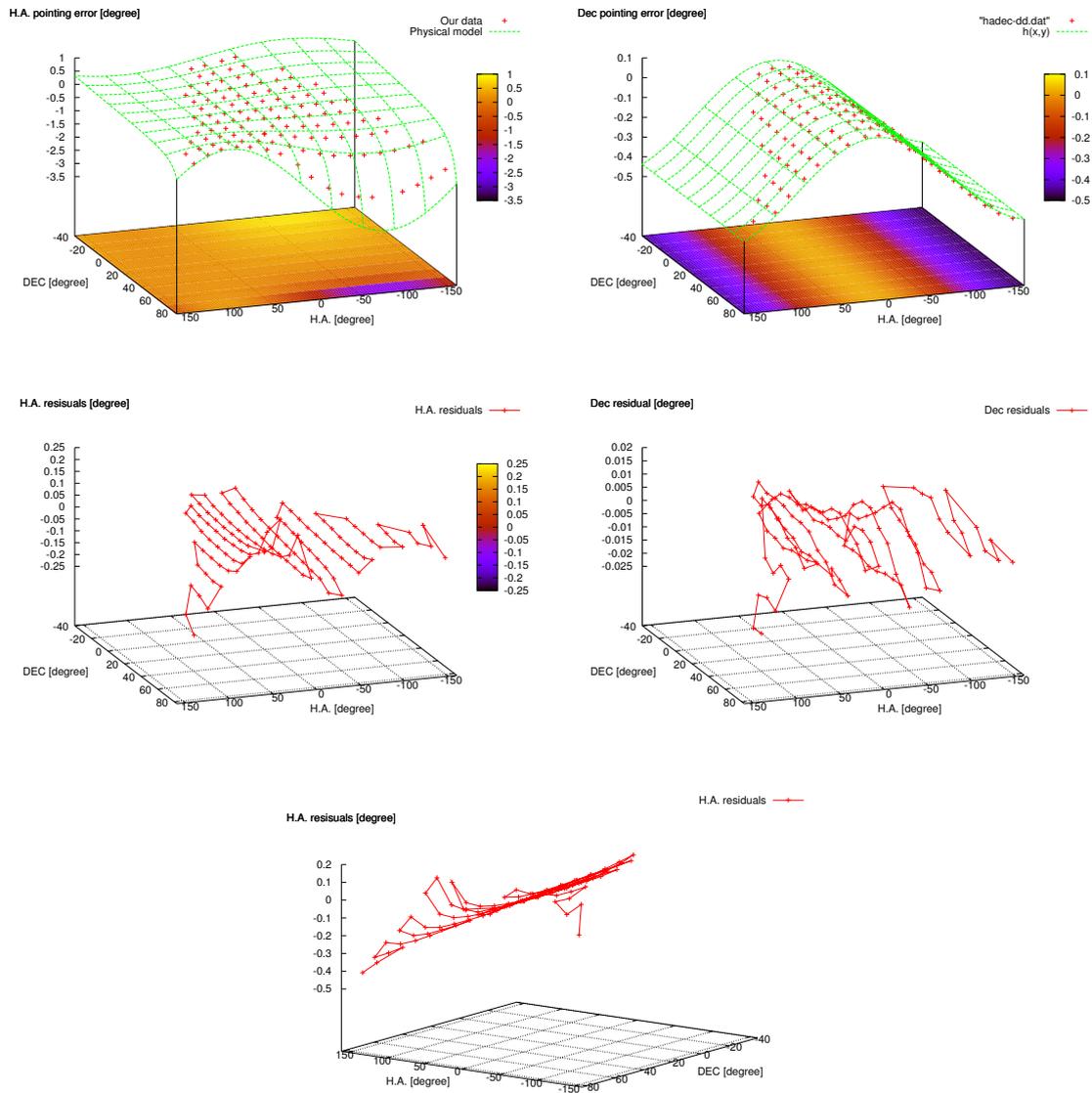


図 4.7: 上段 — 物理モデルによる導入誤差の解析、 xy 平面に時角、赤緯をとり、 z 軸方向に時角方向 (左)、赤緯方向 (右) の導入誤差をプロットした。緑色の曲線は機械モデルによる fitting 結果。中段 — 上段のフィットでの残差を z 軸方向にプロット。下段 — 時角方向のフィットで、 $HCEC$, DAF の寄与を無くした場合の残差。

4.3 導入後安定性

架台の性能として、導入後の安定性について調べる。東工大屋上の経験では、高速導入直後は架台が安定しないため、撮像が困難であった。このため、GCNからの位置速報に瞬時に対応して導入を行っても、意味のあるデータを取得することが出来なかった。導入後の不安定な挙動は、その原因と振る舞いの違いから大きく2つに分けられる。一つ目は架台の剛性不足による鏡筒の振動である。明野の場合鏡筒が大きいため、比較的周期の長い変動が起こる可能性がある。また、機械の可動部に必ず存在する「遊び」により、モーターの開始・終了のタイミングと鏡筒の動作にタイムラグが生じることがある。このような現象は「バックラッシュ」と呼ばれ、導入直後の動作不安定(視野の移動など)につながる。ここでは、振動と視野移動という二つの観点から、導入後の指向方向安定性を評価する。

4.3.1 試験方法

高速導入を行い、導入中から短時間の露光で撮像を繰り返し行う。取得した画像の星像の様子から、導入後の指向方向安定性を評価する。バックラッシュの出方は、鏡筒の姿勢、重量バランス、移動方向によって変わる可能性がある。そこで、(H.A., Dec)=(-30°, 0°), (+30°, 0°), (0°, 70°), (0°, 36°)の各天域について、それぞれ東西南北の4方向から導入を行った。導入時の鏡筒旋回角は赤経軸、赤緯軸ともに5°以上になるようにした。各フレームの撮像時間は0.5秒とした。

画像を取得した後、リダクション処理を行った。鏡筒の振動は星像のPSFの悪化、バックラッシュは視野の移動に反映されると考え、各フレームの星像のPSF(FWHM)、と視野の移動を調べた。観測時刻は、画像に記録された、撮像開始時刻とした。導入終了時刻は、導入動作による線状の星の軌跡が無くなった、最初の画像の取得時刻と定義する。

4.3.2 結果

測定結果を図4.8(南東), 4.9(南西), 4.10(天頂), 4.11(北天)に示す。画像に書き込まれた撮像時刻最小単位が1秒のオーダーのため、時間分解能は±1秒である。

鏡筒の振動 図の上段(赤色のデータポイント)は星像のPSFの変化を表している。赤緯の大きな領域で、鏡筒を赤緯方向へ振った時にPSFが悪くなる傾向が見られるが、いず

れも5秒以内に収まっている。これは、フォーク式赤道儀の特徴である長いアームが、鏡筒の停止後に振動するためだと考えられる。一方、赤経方向に鏡筒を旋回した場合、架台の導入と相関のある変化は見られない。これはアームの構造上、赤経方向に鏡筒を旋回しても、振動が発生しにくいためであると考えられる。

視野移動 図4.8, 4.9, 4.10, 4.11の下段(緑:赤経、青:赤緯のデータポイント)は導入後の視野の移動を示したものである。なお零点は試験毎の最後に撮像した画像を基準としている。測定結果を見ると、赤経方向の導入時に視野の移動が観測されているが、いずれも2秒以内に静止している(南西方向へ西向き、天頂方向へ西向きに導入、北方向へ東向きに導入)。赤経方向は、常に恒星追尾ドライブを行っているが、バックラッシュがある場合には、導入直後に追尾が行われず、視野が移動すると考えられる。なお、本機カタログスペックではバックラッシュは ~ 40 秒角となっている。恒星時追尾速度が15秒角/秒であることを考えると、いかなる姿勢であっても、赤経方向のバックラッシュは3秒以内に収まる計算となり、実測と非常に良く一致している。

以上の結果から、明野望遠鏡の導入後安定性は非常に高いと結論できる。実際の観測においては、バックラッシュや振動の減衰を考慮し、導入後5秒以降であれば問題なく撮像を開始することが出来る。この一方、本試験では問題とならなかったが、追尾試験においては、赤道上、H.A.=1時方向の追尾開始後、数分間に渡り指向方向が安定しない現象が起こった(変移の大きさはバックラッシュの大きさとほぼ一致する)。しかしながら、この変移は速度が遅いため、1フレームの露出時間を30秒としている場合星像に与える問題は無いと考えられる。今後、南天付近でのバックラッシュが問題となるようであれば、赤緯体のバランスを故意にずらすことによって、挙動が不安定となる方向をシフトすることも可能である。

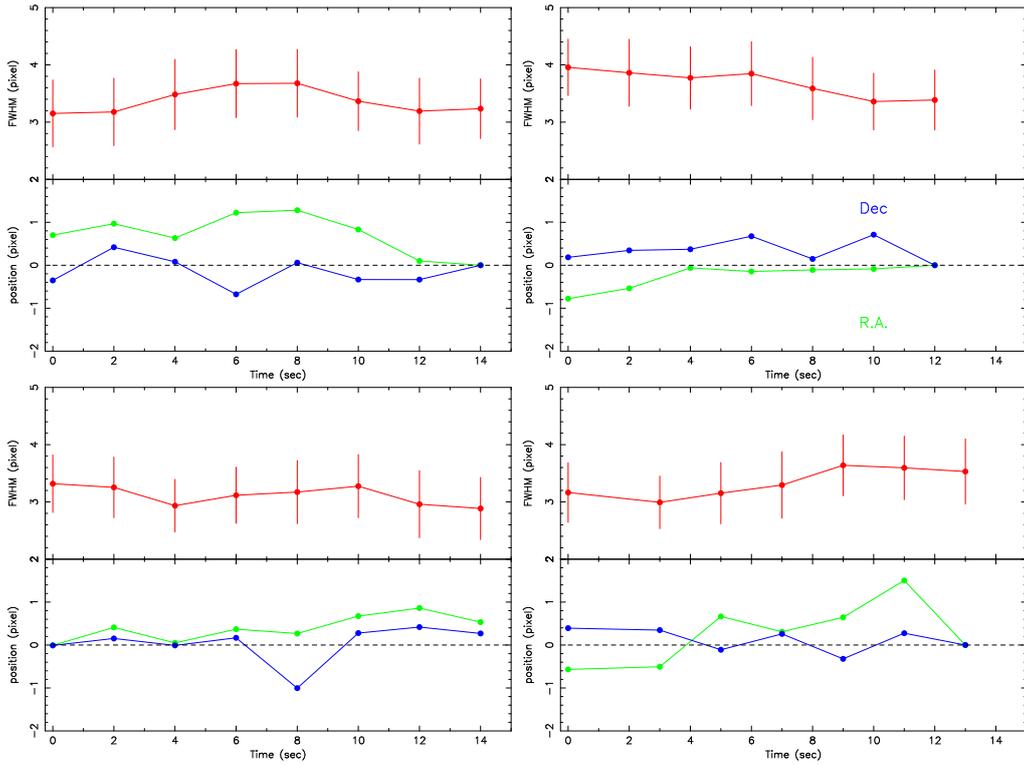


図 4.8: 時角: -30° 、赤緯: 0° 導入直後の星像の PSF fwhm(上段:赤)と視野中心の移動(下段:赤経=緑、赤緯=青)。導入方向は左上=東、右上=西、左下=南、右下=北。

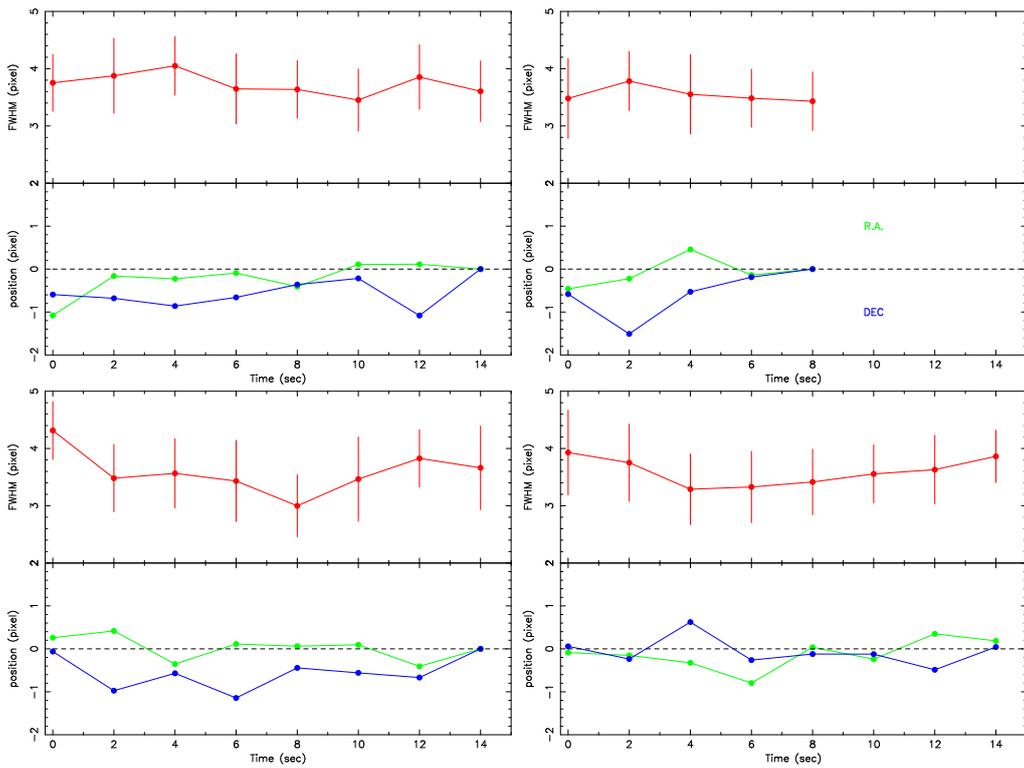


図 4.9: 時角: $+30^\circ$ 、赤緯: 0° 導入直後の星像の PSF fwhm (上)。配置は図 4.8 と同じ。

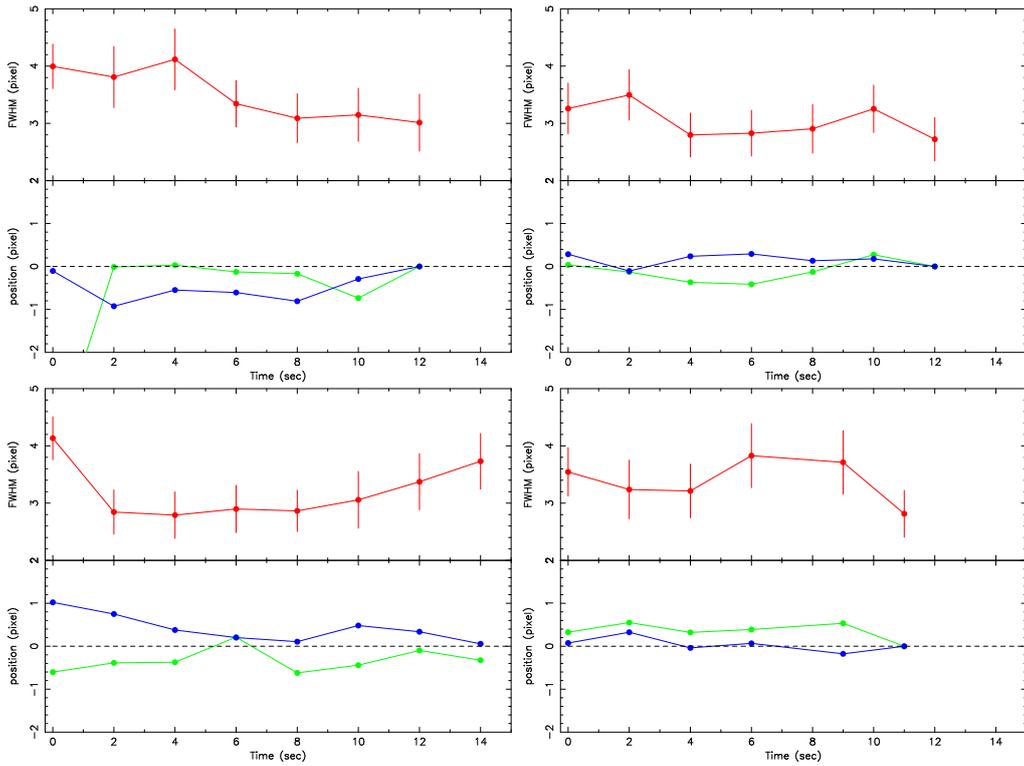


図 4.10: 時角:0 °、赤緯:36 °(天頂) 導入直後の星像の PSFfwhm (上)。配置は図 4.8 と同じ。

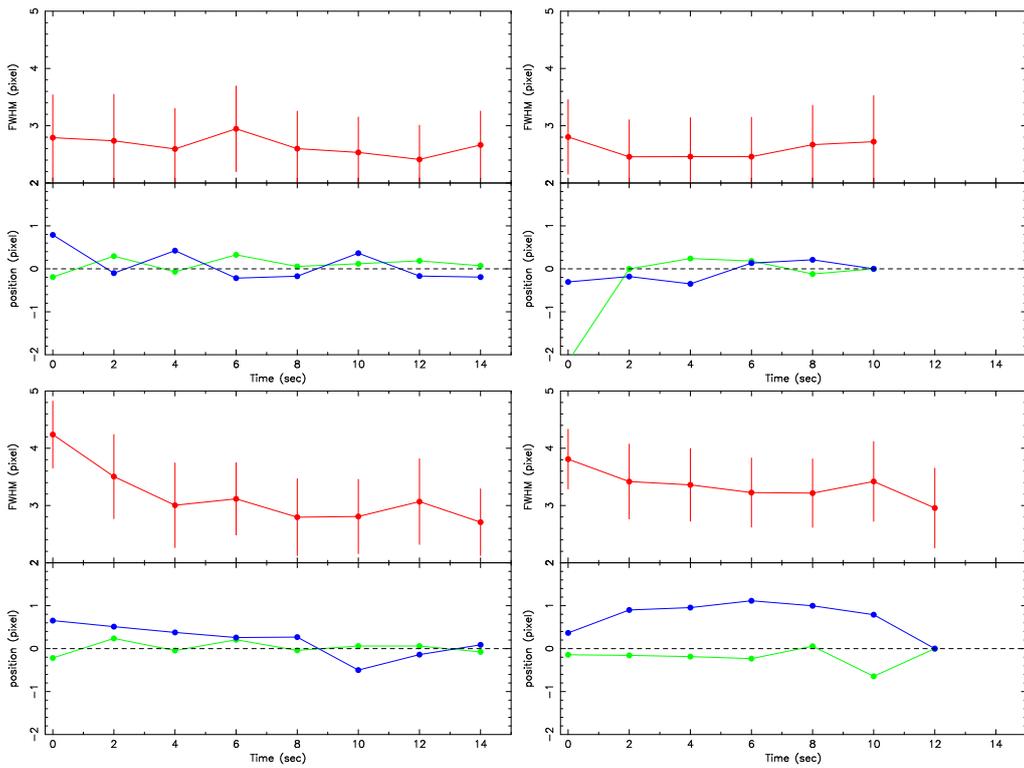


図 4.11: 時角:0 °、赤緯:70 °導入直後の星像の PSFfwhm (上)。配置は図 4.8 と同じ。

第5章 光学性能試験

望遠鏡の要である、光学系の特性を調査する。未同定天体の探査において、結像性能は検出限界を決定する非常に重要なファクターである。本章では、ハルトマン試験による定量的な結像性能の評価、焦点移動による星像変化、CCD視野内での結像性能の一様性などについて調査を行う。

5.1 調整前の星像

試験を行う前に、望遠鏡が搬入された直後の画像を図 5.1 を紹介する。これは、Alta U6 を用いて 30 秒露出で撮像したものである。星像の様子を詳しく見るため、視野中央と四隅の部分のみ、224 pixel (~ 6 arcmin) 四方を切り出して表示してある。図に大きく示してある通り、視野周辺(特に右下)において星像が放射状に流れる傾向が見られる。もっとも星像の乱れる領域では観測当夜のシーイングスケールを上回っており、GRB の観測にも支障が出ると思われる。本試験では、この現象が、どのような要因で生じているのか、更には修正が可能なのかを調査し、必要に応じて調整を行う。

5.2 Hartmann テスト

視野周辺で観測された星像の劣化がどのような収差によるものかを調べるためにハルトマンテストと呼ばれる結像性能試験を行った。

5.2.1 原理

この試験では、光学系の入り口にハルトマン板と呼ばれる等間隔にスポットの開いた板を固定して行う¹。板を装着して撮像行うことで、各スポットからの光束を追跡すること

¹原理的にはスポットの位置が正確に分かっていれば良い。通常は、解析を簡単にするため等間隔に配置する。スポットの位置やサイズは使用する光学系の焦点距離や撮像素子のピクセルサイズなどに応じて適宜設計する。

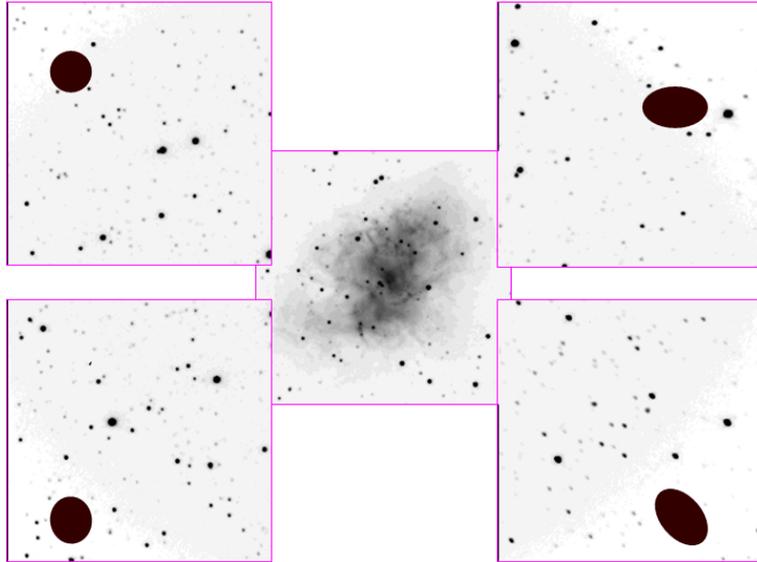


図 5.1: 光学試験および調整前の画像。CCD の画面の中央、と四隅について、224 pixel (~ 6 arcmin) 四方を切り出し拡大表示してある。これを見ると、CCD の周辺部において星像が流れるような傾向があることが分かる。

が可能となる。我々が求めたい性能は、光学系の焦点面において、入射した平行光線がどれくらい小さな領域に集められるかということである。ハルトマンテストでは、焦点面の内側での像 (焦点内像) と外側での像 (焦点外像) を比較することで、ハルトマン板の各スポットを通過した光が、焦点面でどのように収束するのかを調べることが出来る。図 5.2 にハルトマンテストの概念を示す。

結像性能の尺度としてはハルトマン定数を用いる。最小錯乱像における、各スポットからの光束と光軸との距離を収差ベクトル (単位:mm) と呼ぶ。ハルトマン定数は収差ベクトルの平均値を角度の秒で表したものである。従って、総数 n 個のスポットのうち “ i ” 番目を通過した光束の収差ベクトルを δ_i mm、試験する光学系の焦点距離を f mm とすると、ハルトマン定数 T は以下のように書くことが出来る。

$$T = 2.063 \times 10^5 \cdot \frac{\sum_i^n \delta_i}{f \times n} \quad [\text{arcsec}] \quad (5.1)$$

ハルトマンテストの利点はこのような定量的な結像性能の評価に加え、収差ベクトルの 2 次元分布から、光学系の持つ収差を吟味することが出来る点である。図 5.3 に代表的な収差ベクトルの解釈方法を示す。

実際の解析では撮像後にダークフレームを除去し、各スポットの重心計算を行う (IRAF の daofind を使用)。ハルトマン定数の計算や収差ベクトルのプロットはの専用プログラ

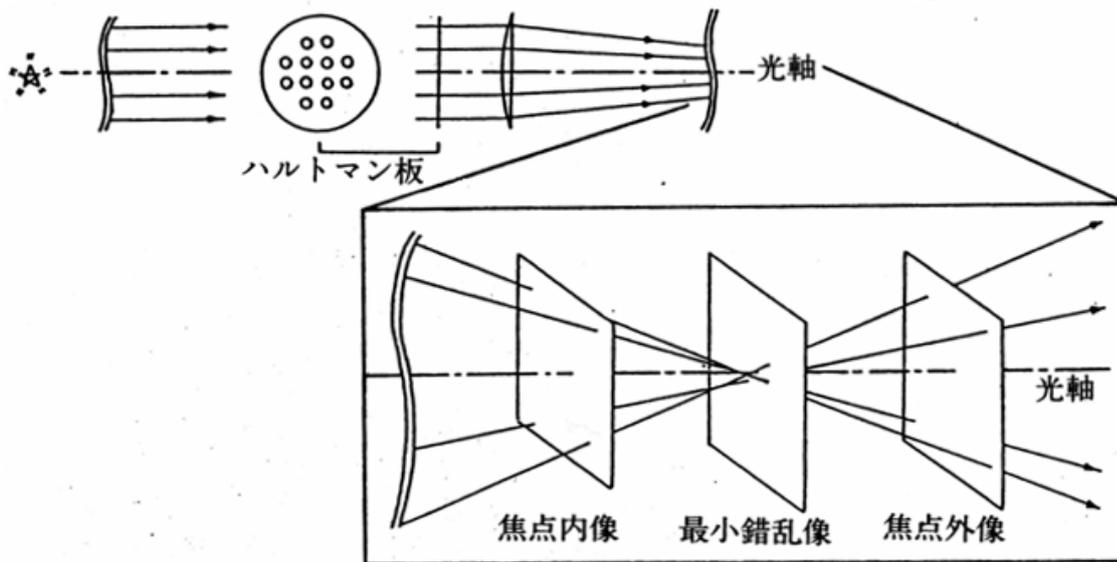


図 5.2: Hartmann テストの原理。この試験では、光学系の入り口に、ハルトマン板と呼ばれる等間隔にスポットの開けられた板を装着して行う。焦点面を基準として内側 (内像) と外側 (外像) で撮像を行い、スポット毎の光束が、どのような軌跡を描くのかを調べる。

△”Xhartmann” を用いて行った²。

5.2.2 測定

まず、明野望遠鏡用に設計したハルトマン板を、鏡筒先端の副鏡ユニットに取り付ける。本試験に用いたカメラは Apogee Alta U6 であり、ピクセルサイズが $24\mu\text{m}$ と大きい
ため、正確な重心決定を行うには焦点内外像の撮像位置を焦点から 40 mm 離してスポットイメージを撮像する必要がある。測定当時、明野望遠鏡には接眼部に合焦機構が存在し
なかったため、光路長 40 mm のねじ込み式の延長筒を、カメラと鏡筒の間に継ぎ足すこ
とで内像および外像の撮像を行った。光源には恒星を用いる。正確な光束の位置決定のため、
スポットが重ならないように星の少ない領域で撮像を行う必要がある。また、正確な
重心計算を行うために、ピークカウントが 60000 を超えない範囲で十分明るい天体を選ば
なければならない (明野望遠鏡では 4.5 等程度が適していた)。各フレームの露出時間は大
気による星像の揺らぎを均一にするため、30 秒とした。

²国立天文台岡山天体物理観測所で解析して頂いた。

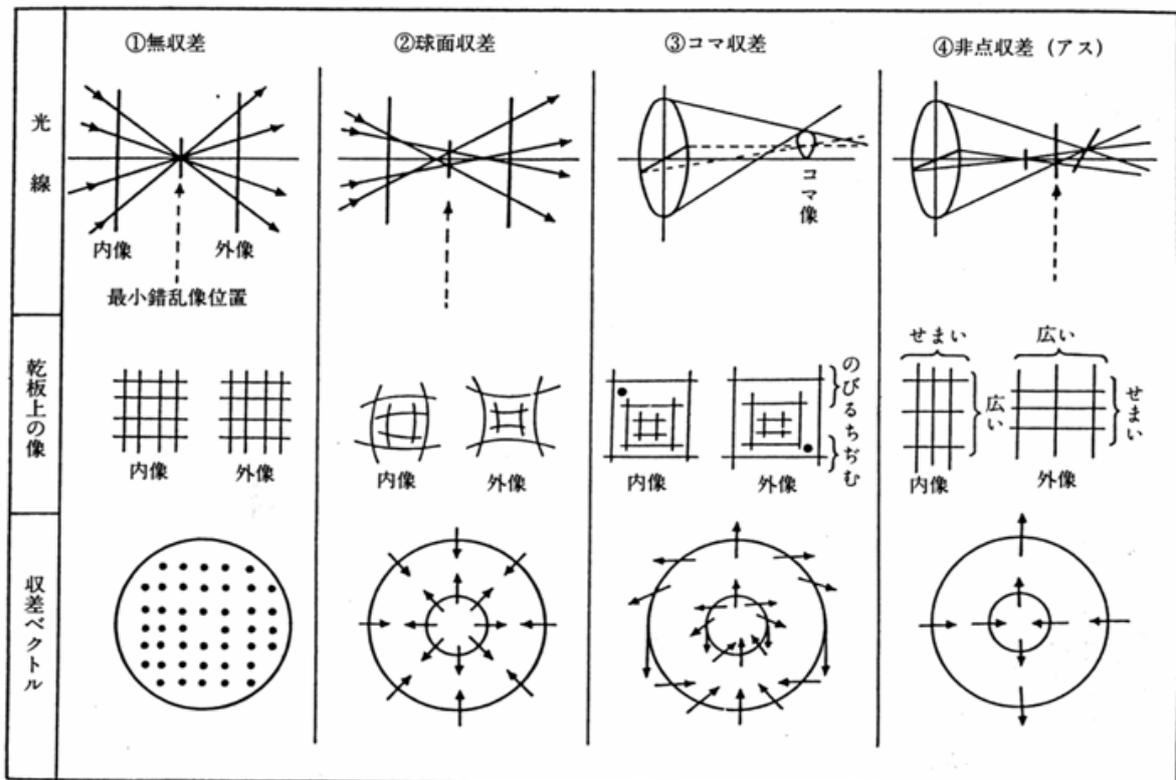


図 5.3: 代表的な収差ベクトルの解釈。収差ベクトルの出方から、収差の要因を調べることが出来る。

5.2.3 結果

まず、ハルトマン板を装着し、鏡筒を振って CCD 視野内の 9 点で撮像したスポットイメージを図 5.4 に示す。これらは、9 回行った撮影を内像、外像ごとに合成したものである。もともとのハルトマン板のスポットは幾何学的に配置したが、撮像結果では諸々の収差により配列が乱れている。この図の右下の部分では 2 つのスポットが消えてしまっていることが分かる。焦点の内像外像のどちらでも見られること、ドロチューブなどの接眼部におけるケラレがないことを考えると、主鏡バッフルより対物側で生じる現象だと考えることが出来る。一方、図 5.5(左) は解析から得られた視野中央部での収差ベクトルの分布を示す。かなり複雑な模様だが、コマ収差と非点収差の足し合わせと判断することが出来る。

以上の観測、解析から得られたことを整理して見る。

- 視野の右下 (南西方向) の星像が放射状に伸びる傾向がある。

- 撮像したスポットイメージのうち右下のスポットは何かには遮蔽されている。
- 確認された収差は非点収差とコマ収差である。

これらを総合して星像劣化の原因を考えると、視野周辺での星像劣化は鏡筒の機械軸と光軸のズレが原因のコマ収差だと考えることができる。明野の光学系では主鏡が非球面鏡、副鏡が球面鏡になっている。主鏡の光軸が機械軸よりも幾分ずれていると主鏡で集められた光束の一部が、副鏡や主鏡バッフルからはみ出してしまいう可能性がある(図では副鏡のところでのケラレのみを表示)。この結果として、スポットの遮蔽が観測される。一方、CCDの受光面は機械軸に対し垂直な平面に乗っているため、光軸とは常に傾いた状態で交わる。これは、コマ収差として、視野の右下で観測された星像の伸びに繋がる。

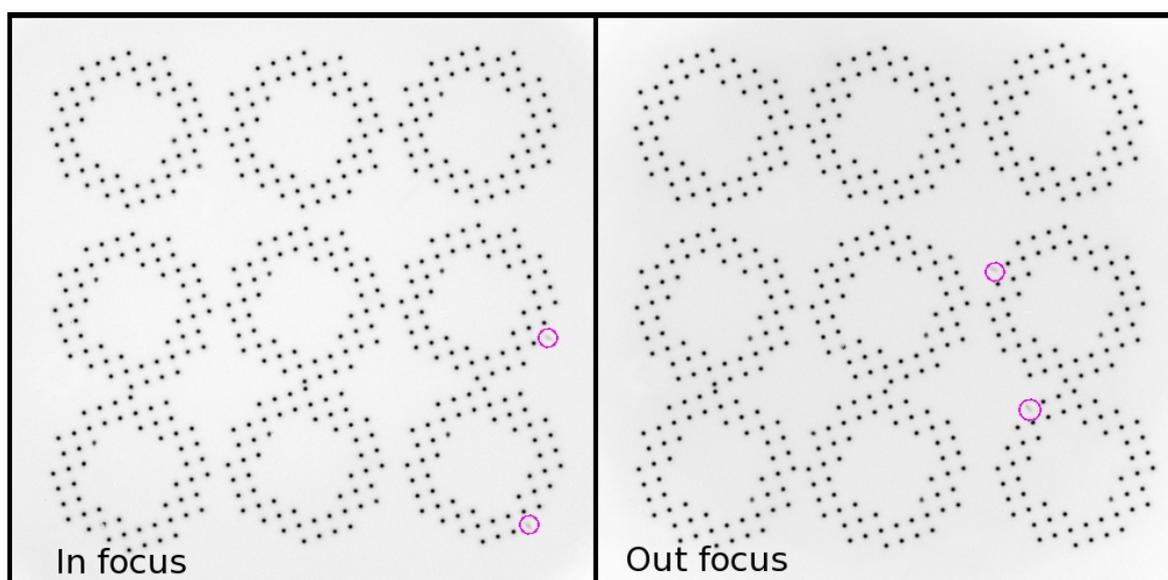


図 5.4: 視野を振って撮像したハルトマンテストのスポットイメージ。CCD 上で右下のスポットが隠れていることが分かった。

5.2.4 スケアリング (Squaring) 調整

以上の考察から、視野周辺での星像劣化を少なくするには、(1) 主鏡および副鏡を調整し、光軸と機械軸を合わせるか、または、(2) CCDの受光面を現状の光軸に合わせるという方法がある。補正光学系の光軸も考慮すれば(1)の調整方法が理想的であるが、調整が非常に困難であることから、比較的簡単に行うことのできる(2)の方法を採用してみた。この検出面と光軸との直交化をスケアリング (Squaring) 調整と呼ぶ。

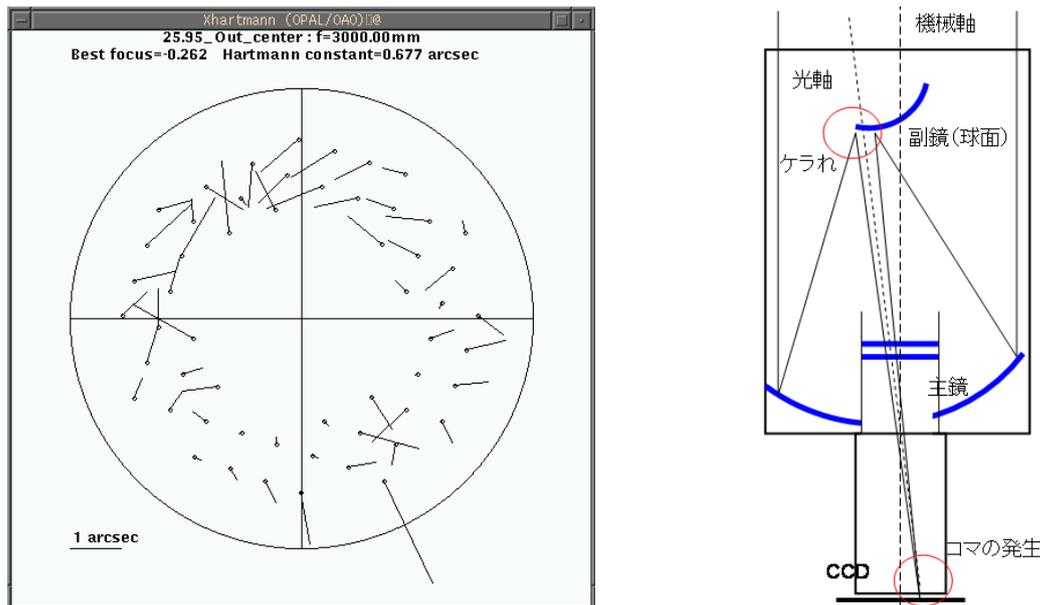


図 5.5: 左— 視野中央での収差ベクトル図。コマ収差のような構造が見える。右— 症状から推測される光学系の状態 (概念図)

調整は、ドローチューブの根元にある、3対の押し引きネジを使って、ドローチューブごと検出器面を傾ける。星像の改善改悪の判断は、調整中の状態で、星の撮像を行い、特に視野周辺での星像を見て行う。目視による確認のため、ネジの回転角、調整中の画像を保存しながら行った。また、スケアリング調整を行うに当たり、かねてから強度不足が懸念されてきた、鏡筒ドローチューブからカメラの取付部分を、ハルトマンテストに対応するように設計し(制作は業者に依頼)交換を行った。調整後の星像を図5.6に示す。これまでに観測されていた、写野の右下での収差が改善されていることが分かる。

5.3 結像性能評価と副鏡位置決定

スケアリング調整後の結像性能の変化と、今後取り付ける予定の3色カメラのフランジバックを最適化するため、再度ハルトマンテストを行った。

5.3.1 測定

望遠鏡の結像性能は副鏡の位置にも依存する。本試験では最適な副鏡位置決定するため、副鏡位置を 20 mm から 32 mm まで 2 mm ステップで変えながら行う。スポットイ

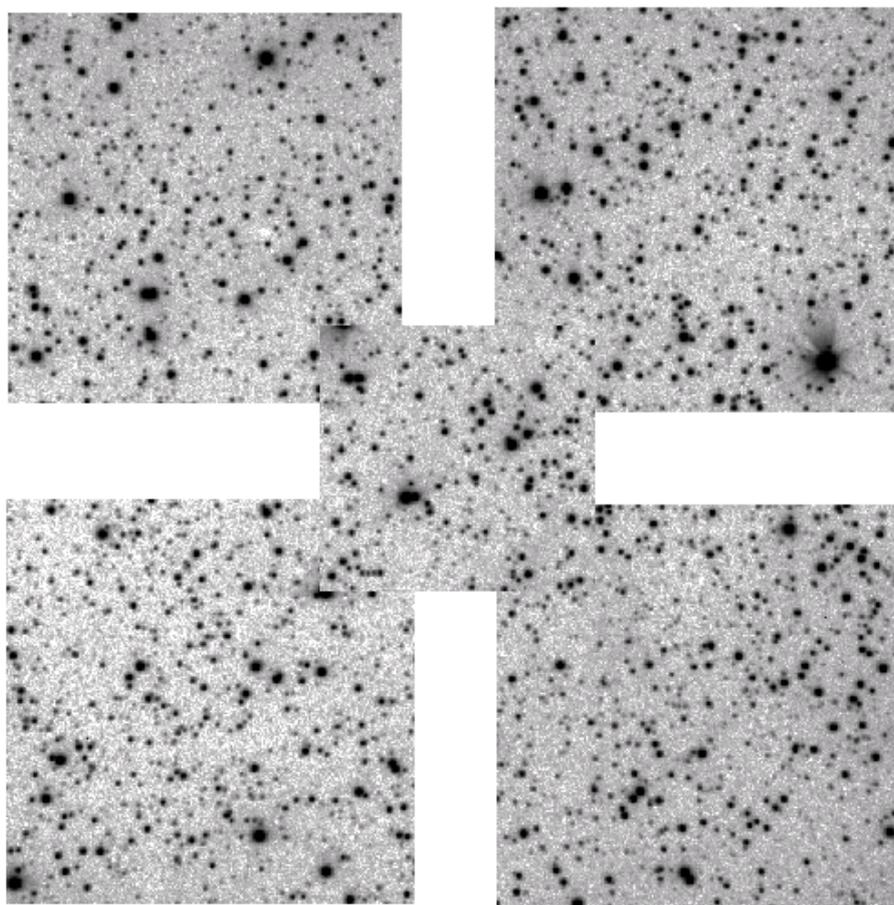


図 5.6: スケアリング調整後の星像。写野の四隅 (一辺が 224pixel) を切り出して表示 (中央のイメージは 150pixel 四方だが縮尺は同じである)。調整前と比べて星像は改善した。

メージは、各副鏡位置での焦面から $\pm 39 \text{ mm}$ で内像および外像の 2 フレーム撮像する。各画像の露出時間は 30 秒とした。本試験では、事前のテスト撮像などから視野の左上部分 (200pix, 200pix) 付近で最も良い結像を示していたため、最小錯乱像が視野中央に来る場合と、左上 (角から 200pix, 200pix の位置) にくる場合とについて測定を行った。解析方法は前述の通りである。

5.3.2 結果

Xhartmann で得られた収差ベクトルの分布を図 5.7 に示す。図 5.3 と比較して見ると、非点収差に近い傾向が見られる。また、入射方向に依らず右下の収差ベクトルは他と比べて大きな値を持っている。図 5.8 には副鏡位置とハルトマン定数との関係を示す。画面中央での測定値が比較的ばらついてはいるが、全体としてフォーカスを小さくしていくと結像

性能が向上するようである。副鏡位置 25 mm 以下では、ハルトマン定数は 1 秒角以下である。これまでに明野のシーイングサイズが 1.5 arcsec を下回ったことが無い³。従って、結像性能は十分であると結論できる。

なお、測定結果で用いられた副鏡の位置:フォーカス (mm) は望遠鏡制御 PC 上で表示された値である。これは、フォーカス制御モーターに与えたパルス数を直線変換して mm の単位に直した数字であり、絶対値に物理的な意味はない。この値の零点は副鏡を接眼部から遠ざける方向の限界点で定義しており、値が大きくなる程に副鏡と CCD との距離は小さくなる。メーカーによるとフォーカス駆動部のバックラッシュは 0.01 mm というところで、フォーカスの再現性は高いと考えられる。本試験で現れた測定値のばらつきは接眼部での ± 40 mm のカメラシフトが影響していると考えられる。

副鏡の最適位置については、図 5.8 から分かるとおり、ハルトマン定数の極小値が測定レンジの外側にあり、本試験のみでは決定できない。これまでの経験を踏まえ、今後再測定を行う場合には、システムティックなエラーを考慮し、測定を複数回行うと良いであろう。

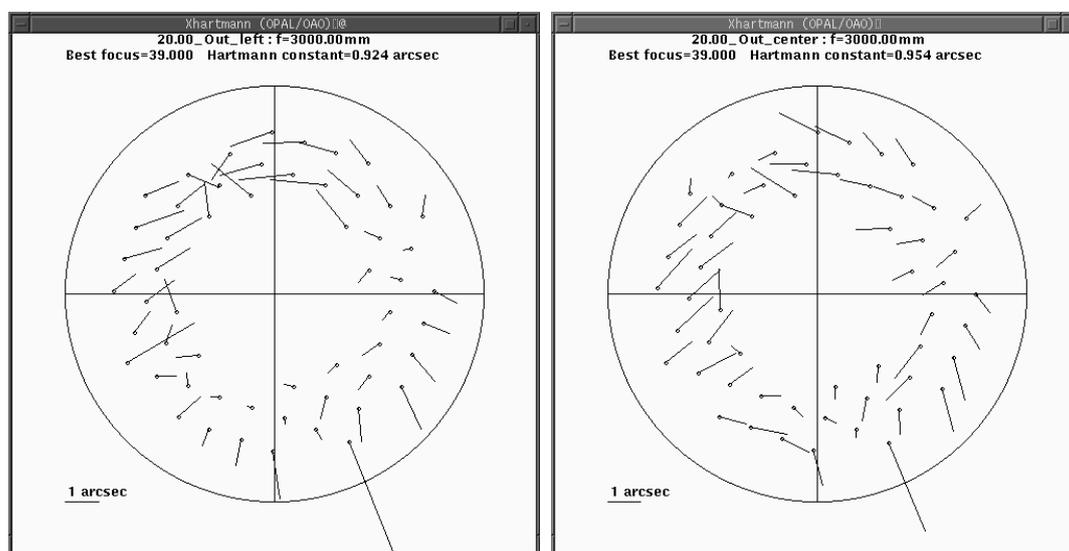


図 5.7: ハルトマンテストにおける収差ベクトルの分布 (Focus = 20 mm)。左— CCD 視野で北東の端 (200pix,200pix) に最小錯乱像を結像した時の収差ベクトル。右— CCD 中央に結像したときの収差ベクトル。ベクトルの始点が光学系の入り口に設置したスポットの位置に対応する。中央・左上いずれの場合も、非点収差およびコマ収差の傾向が見られる。

³比較的大気の揺らぎが少ない夏場で、シーイングサイズ ~ 2 arcsec 程度、冬場は季節風やジェット気流のため更に悪く、良くて ~ 3 arcsec 程度である。

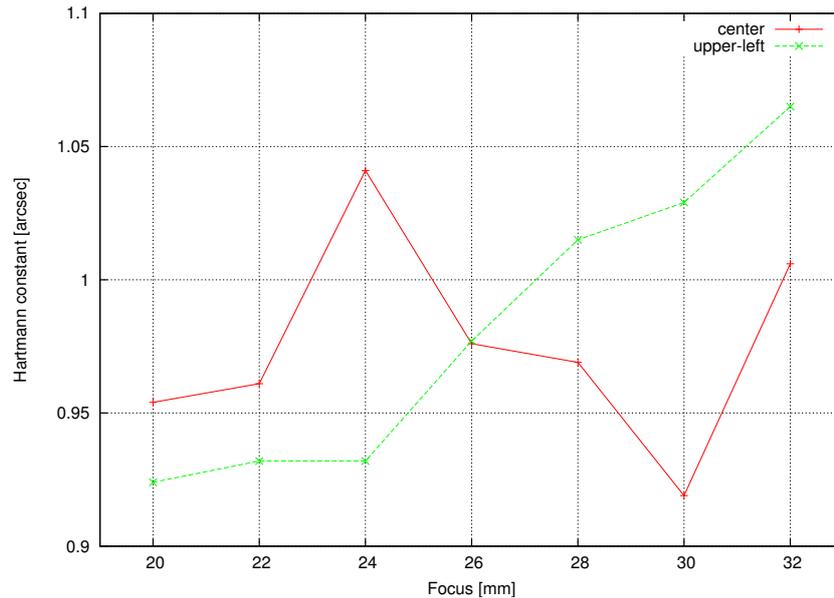


図 5.8: ハルトマン定数の副鏡の位置 (FOCUS) 依存性。横軸は副鏡の位置 (制御 PC 画面上での FOCUS 値)、縦軸はハルトマン定数である。CCD 中央 (赤) と左上 (緑) で測定を行った。

5.3.3 残存する収差

ハルトマンテストの結果、この光学系は非点収差を持っていると考えられる。非点収差は光学系の非対称性が原因となる収差であり、鏡の研磨不良や、鏡筒内での支持方法などが原因となる。スケアリング調整後も残存する右下スポットの大きな収差は、単純なコマ収差ではなさそうである。この原因を今回の試験結果だけで特定することは難しい。可能性を挙げるのであれば、スポットがケラれていることから、(1) 研磨の難しい副鏡の縁の部分を利用していること、(2) 光軸と補正光学系の光軸がずれていることなども考慮しなければならないだろう。

調整後も残存する収差については、後述する測光性能なども考慮した上で修正するか否かを判断する。もし、修正が必要ということになれば、機械軸と光軸のアラインメントや、補正光学系の作成、さらには光学系の再研磨などを行わなければならない。

5.4 焦点位置と結像性能

実際の観測に入った場合、星像の鮮鋭さを決定するのはフォーカシングである。前述の通り、明野望遠鏡では副鏡のシフトによって合焦を行う。CCDカメラを用いる場合、正確な焦点合わせは簡単であり、少しずつずらしながら撮像を行い、フィッティングにより星像が最も小さくなる値を求めれば良い。しかしながら、GRBの残光観測中などには、時間をかけて焦点合わせを行う余裕はない。特に前半夜は、鏡筒の温度変化が激しく、鏡筒自身の熱伸縮によって焦点がずれる可能性がある。ここでは、観測中の焦点移動に素早く対応するために、焦点位置による星像の変化や、温度による焦点移動の特性などをまとめる。

5.4.1 合焦機構と操作時の注意点

まずはじめに、合焦機構と合焦操作時の注意事項をまとめておく。

合焦機構 明野望遠鏡の合焦機構は電動による副鏡の移動で行う。調整は架台制御PCに表示される値を見ながら行うことになる。架台PCに表示されるフォーカス値(単位: mm)は、駆動モーターに与えたパルス数を実際の副鏡移動量に直線変換したものである(これは駆動系の設計を元に計算した値であり、実際の移動量と大きくは異なる)。表示されるフォーカスの最小単位は0.01 mmである。メーカーの説明によると、駆動系のバックラッシュは0.01mm程度であり、PCに表示される焦点位置の変化は実際の副鏡位置に反映されていると考えて良い。

フォーカス値と副鏡の移動方向 フォーカス値は、副鏡位置を検出器面に近づける方向を正に取っている。操作ボタン等での[IN]/[OUT]の定義は、検出器に対して焦点面を内側(対物側)へ移動する方向を[IN]としている(このときフォーカス値は減少し、観測される像は焦点外像になっていく)。

合焦操作時の注意点 観測中の鏡筒は基本的に上を向いているため、副鏡は重力により常に[OUT]方向へ引っ張られている。バックラッシュをできる限り小さくし、操作後の副鏡の安定性を増すためには、副鏡を[IN]方向(重力と反対向き)に動かさなければならない。同様の理由から、フォーカスのゼロ点出しは[IN]方向の移動限界点で行うべきである。

バックラッシュによる副鏡の不安定な動きは結像性能に大きく作用する。[OUT] 方向に合焦を行った場合、バックラッシュによる副鏡の角度変化などで光学系の指向方向が変わる可能性もある。また、合焦動作によって生じる副鏡ユニットの振動は、星像を著しく悪化させる。これまでの経験から、[OUT] 方向へ合焦した際、星像が安定するまでにかかる時間は20–30秒程度である。合焦動作後に撮像を行う場合は、振動の減衰を考慮し、十分時間が経ってから行うことが望ましい(連続的に撮像している場合、合焦直後のフレームは星像の劣化に伴い測光精度が低くなると考えられる)。

5.4.2 焦点内像と外像

焦点がずれた場合に、撮像される星像がどのような変化を示すのかを調べる。図5.9にきちんと合焦した状態、焦点を $\pm 200 \mu\text{m}$ 前後にずらした状態での星像を示す。各画像の大きさは一辺が130 pixel($\sim 3.5 \text{ arcmin}$)である。これを見ると、合焦時の像が円形の点像を示しているのに対し、焦点外像では星像が北東から南西方向へ(左上から右下)、一方、内像では北西から南東へと伸びていることが分かる。

この傾向は、ハルトマンテストで判明した非点収差のために生じると考えられる。非点収差があること自体は問題であるが、収差の特性により、星像の伸びの方向から、検出器面が焦点の外側にあるのか内側にあるのかを瞬時に判断し修正することができる。

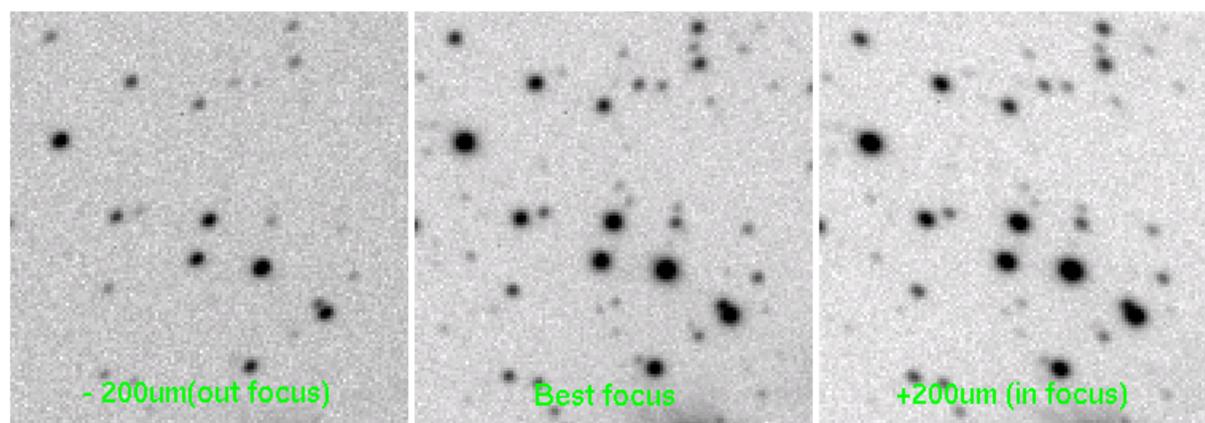


図 5.9: 焦点位置による星像の変化。左から、焦点を $200 \mu\text{m}$ ずらした焦点外像、合焦したときの星像、 $200 \mu\text{m}$ ずらした焦点内像を示している。非点収差により、焦点内外で、星像の伸びる方向が異なる。

5.4.3 像面湾曲と焦点位置の視野内一様性の測定

理想的な光学系を除き、焦点面は完全な平面ではなく湾曲している場合があり、これを像面湾曲という。像面湾曲がある場合、視野の一部で焦点が合っている他の場所では焦点がずれてしまうため、結像性能が視野内で一様ではなくなる。本試験では、焦点面の移動による星像の変化を調べることで、CCD 視野内における焦点面の一様性を調べる。

測定は、副鏡位置 24.74 mm から 25.10 mm まで 0.02 mm 間隔で行う。各フレームの露出時間は 30 秒とした。取得した画像にリダクションを行い、写っている星の PSF FWHM から結像性能を評価する。この際、天体の抽出および FWHM の計算には Source EXtractor というソフトウェアを用いた。天体抽出の際、不適切なイベントを避け、正確な FWHM の計算を行うため、(1) CCD の縁から 10 pixel の領域を除去し、(2) ピークカウントは 55000 カウント以下、1000 カウント以上とし、(3) FWHM が 1.5 pixel 以下、6 以上のものは恒星ではないと判断して除去した。PSF の計算は、CCD を 3×3 の 9 つに等分割して、それぞれのサブフレームに対して行った。

これらの測定は、撮像中の平均鏡筒温度 3.7 、 0.9 、 0.0 3 つの温度で行った。なお、0.0 、 0.9 の測定は同じ夜に 1 時間間隔を空けて観測を行った。

5.4.4 測定結果

3.7 で行った結像性能の測定結果を図 5.10 に示す (0.0 , 0.9 での測定結果は Appendix の図 5, 6 に掲載した)。各サブフレーム内で星像の PSF のばらつきが大きいため、データ毎のエラーが大きい。理想的な光学系であれば、光束は円錐状に収束すると考え、 $y = a|x - b| + c$ というような関数でフィッティングを行っている。実際には、光学系の収差、大気散乱などにより、PSF が極小となる領域はよりなだらかになる。実際、極小値の周囲 $\pm 50 \mu\text{m}$ 程度であれば結像性能にはほとんど差が無いようである。これは光学系の口径比が F6 であることから容易に想像される。CCD のピクセルサイズが $24 \mu\text{m}$ であるから、星像の劣化が隣のピクセルを侵食するには、フォーカスが $\Delta f = \frac{24}{2} \cdot F \sim 70 \mu\text{m}$ 以上ずれる必要がある。この計算からも確認されたように、明野望遠鏡に要求される焦点精度は $\sim \pm 50 \mu\text{m}$ のオーダーである。

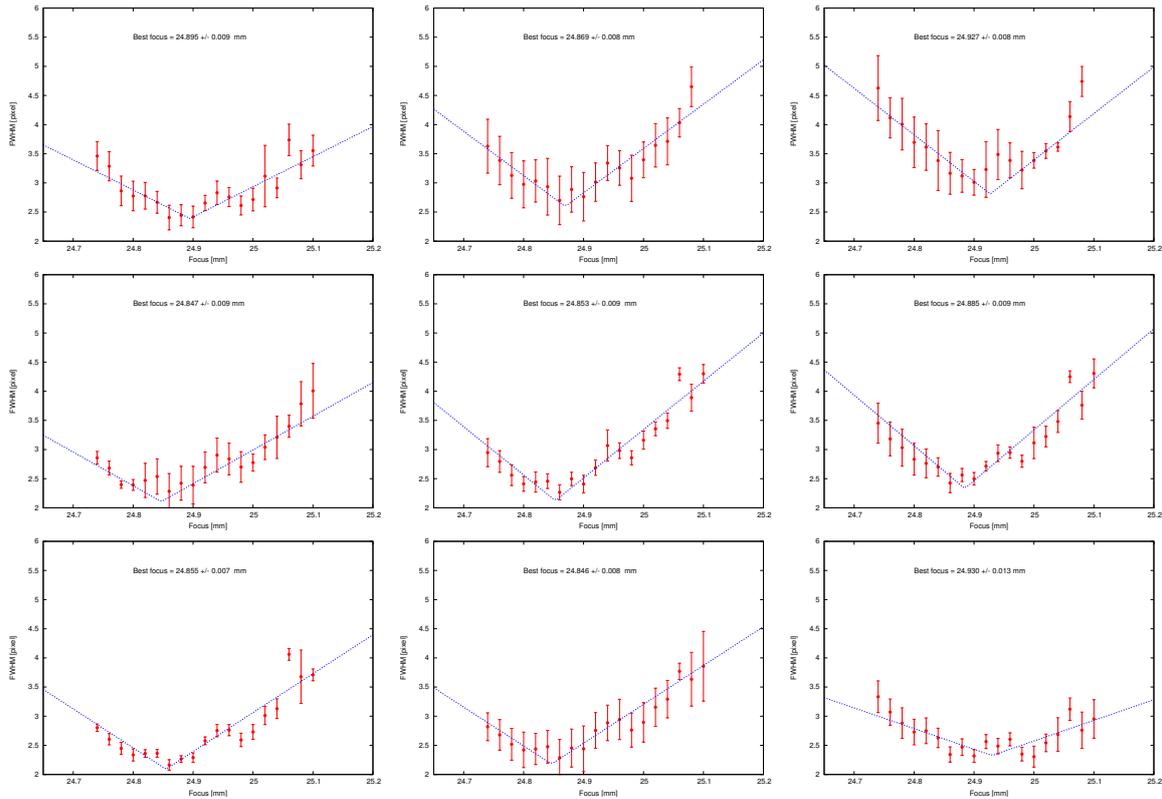


図 5.10: CCD サブフレームごとの結像性能とフォーカスの関係。それぞれ横軸がフォーカス、縦軸が星像の PSF FWHM を表している。それぞれのグラフの配置は CCD 上における配置と同じであり、上が北方向、左が東方向になっている。

5.4.5 像面湾曲による焦点のずれ

次にフィッティングによって求めた各サブフレームのベストフォーカスが、どの程度異なるのかを調べた。図 5.11 に測定結果を示す。ここでは、フォーカス値のフィッティングが最もきれいに行われた 0.0 での測定値をもとに 3D プロットを作成した。プロットではデータ点の間を適当な曲線で補完しているが、実際の測定点は 9 点のみである (サブフレームの数)。これを見ると、CCD の南西側のフォーカスは他に比べて大きくなっている。以前から、この領域では星像がコマ状に広がる傾向がみられており、これが原因の一部となっていると考えられる。この焦点位置の差は最も高いところと低いところで $50\mu\text{m}$ であり、星像の劣化にはほとんど効かないと考えられる。また、西から東へかけて一様にフォーカスが小さくなっていく傾向にある。これはスケアリングの調整不良で説明がすることが出来る。傾きの大きさは CCD の端から端で $20\mu\text{m}$ 程度である。実際の焦点面の

移動は副鏡移動量 (フォーカス変化) の 2 倍になるから、CCD の傾きは

$$\Delta\theta = \tan^{-1} \frac{2 \cdot 20 \times 10^{-6}}{24.6 \times 10^{-3}} \sim 0.1^\circ \quad (5.2)$$

と求めることができる。スケアリングの調整ネジ (引きネジ) ピッチ間隔は 1.75 mm (M12) であり、支点からの距離を ~ 200 mm と仮定すると、ずれの大きさはネジの回転角にして $\sim 70^\circ$ ということになる。前述のスケアリング作業では、ネジの回転角を 45° ステップで調整したので、予想される誤差範囲内であると言える (目標とする修正量に対し若干負修正であった)。

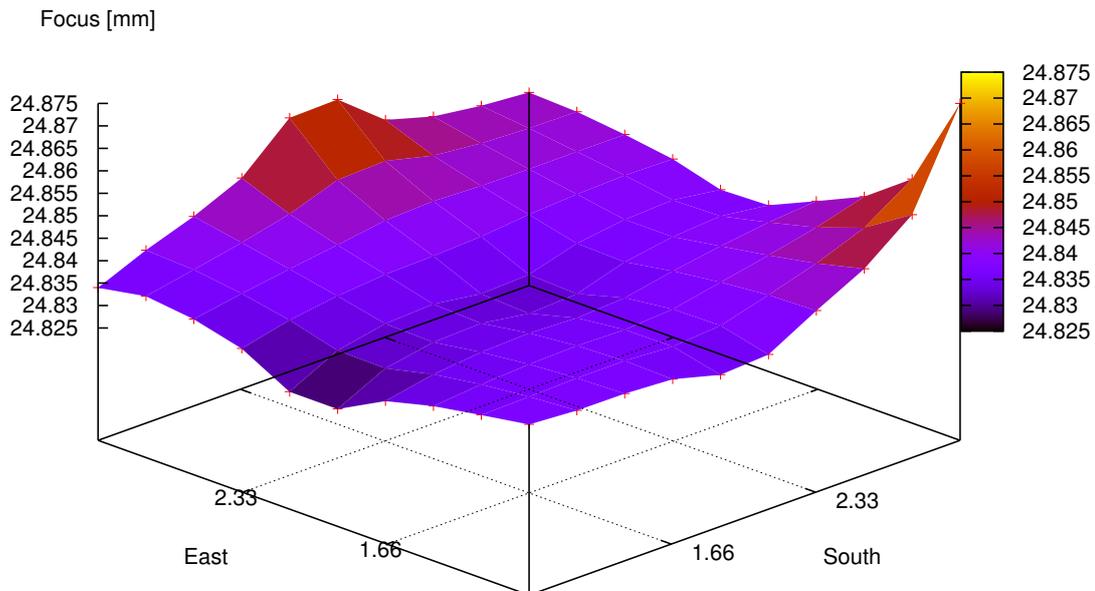


図 5.11: CCD サブフレームごとの焦点位置。これまで収差が問題となってきた CCD の南西側の領域は、他の領域と比較してフォーカス位置が遠い傾向にある。光学系の特性と、光軸と検出器面の直交性を反映している。

5.4.6 焦点位置の温度変化

実際の観測中で最も問題となるのが、温度変化による焦点位置の移動である。各サブフレームごとのベストフォーカスと温度の関係を図 5.12 に示す。フィッティングがうまくいっていないためか、データ点だけから温度による焦点位置の変化の傾向を見いだすのは

難しい。簡単な計算により気温による焦点の変化を計算してみる。明野の光学系では主鏡、副鏡は熱膨張の小さいゼロデュアやパイレックスが使用されており、この部分での焦点変化はほとんど考慮する必要はない。光学ガラスを用いている補正光学系は温度変化によって伸縮する可能性があるが、焦点距離に与える影響は小さいと考える。ここでは、単純のため鏡筒の金属部分の伸縮のみを考慮する。鏡筒には複数の材料が使われているが、最も影響が大きいと考えられるのは、主鏡と副鏡の間隔を決めるスチール製の筒の部分である。この部分の光軸方向の長さは約 1300 mm、鉄の線膨張係数を 23.1×10^{-6} とすると、単位温度当たりの焦点位置の変化量は $\Delta \sim 60 \mu\text{m}$ になる。従って、副鏡の調整は 1 下がるに従って $30 \mu\text{m}$ 減らせば良い ([IN] 方向)。基本的に夜間の温度変化は減少傾向にあるから、調整方向は [IN] 方向のみと考えて良い。図 5.12 のモデルラインは傾き $30 \mu\text{m}/\text{K}$ の直線である。0.0 と 0.9 の測定点を比較的良く説明することが出来る。一方、3.7 での測定点は予想したモデルよりフォーカスの値が小さくなっているが、このデータは測定日、観測時間が異なるため、何らかの原因で焦点位置がずれた可能性がある(作業記録をでは、3.7 の測定と 0.0, 0.9 の測定の間に関地作業が入っており、CCD カメラとの接触等により焦点位置がずれた可能性もある)。焦点位置の温度依存性については季節ごとにデータを取得し、より質の高い測定を行う必要がある。

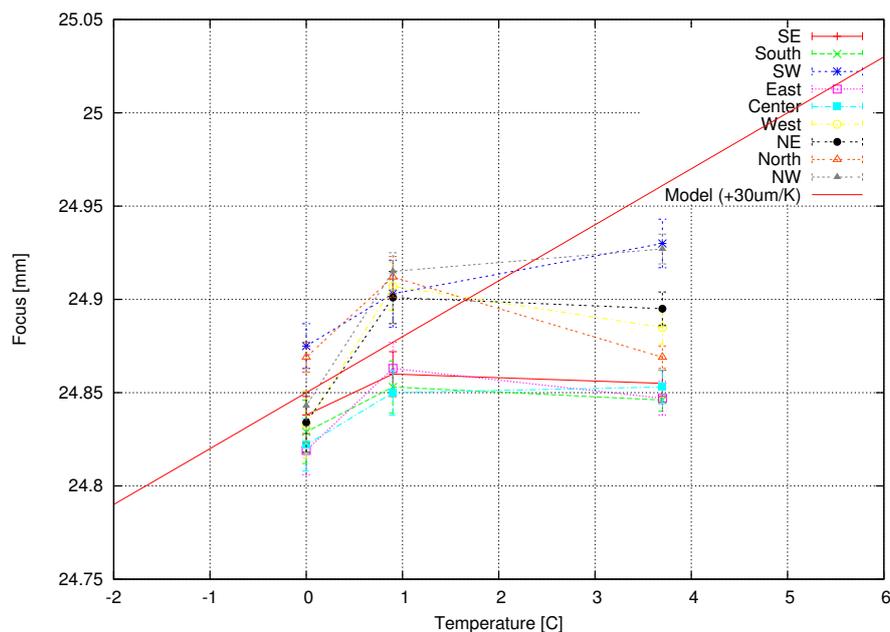


図 5.12: 鏡筒温度と焦点位置の関係。横軸は観測時の鏡筒温度、縦軸はサブフレーム毎のフォーカス値である。0.0、0.9 での測定値は鏡筒の熱伸縮から予想される変化とほぼ一致する。

第6章 測光性能試験

研究を目的とした観測を行う際に重要となるのが測光性能である。測光とは天体の明るさを測ることであり、光学観測の最も基礎的な測定の一つである。この章では、実際に物理的観測を行う際に必要となる、測光データの観測システム依存性を調べ、標準的な測光システムである Johnson-Cousins System との変換式の導出を行う。また、この変換式を用いて、観測を行う際、どれくらい暗い天体まで検出することができるのかを求める。

6.1 System 変換係数

6.1.1 測光システム

CCD カメラで可視光観測を行う場合、天体からやって来た光子は光電効果によって、その波長での量子効率に従って電子に変換される。このとき、放出される電子の数は1光子に対して1または0個である。このため、光の持っていた色情報は失われてしまう。その一方、天体からの放射メカニズムを考える際、フラックスの波長依存性は非常に重要となる。分光以外の方法で色情報を知るためには、フィルターを用いて入射する光子を波長で選別する必要がある。これにより、知りたい波長ごとの明るさを測定することができる。

ここで求められた明るさ (mag) は、波長によって異なる大気減光や検出器の感度などにより、そのままでは直接比較することは出来ない。また、物理を考えるには明るさという曖昧な量から、波長あたりのエネルギーフラックス (flux density) という明確な物理量に変換しなければならない。

我々がよく目にする天体の明るさの単位は”ベガ等級”と呼ばれている。これは、こと座の一等星ベガの明るさを基準とした単位系であり、入射光子数 N に対し、 $M = -2.5 \log N + z$ で定義される。ゼロ点 z はベガのスペクトルにによって決定されているため、この明るさから、物理量を計算するのは困難である。これに対し、Flux density との変換を明確に定義している単位系が AB 等級である。AB 等級の定義は以下の式で与えられる。

$$AB_{\nu} = -2.5 \log f_{\nu}(\text{ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}) - 48.60 \quad (6.1)$$

ここで、 f_ν は単位周波数当たりのフラックスである。我々がこの AB 等級を算出するには、検出器で求められた”明るさ”と AB 等級との変換式を決定する必要がある (非常に困難である)。最も簡単に変換式を得る方法は、検出器系を既に変換式の定義されている標準測光系 (SDSS system, Johnson-Cousins system 等) に合わせるといものである。標準測光システムと AB 等級との変換方法は Fukugita et al. (1996) で報告されている。表 6.1 に各バンドでのベガの AB 等級を示す。ベガ等級を AB 等級に変換するには、測定した星の等級 (ベガ等級) に、表に記載された AB 等級でのベガの明るさを加えれば良い。標準測光システムを採用することによるもう一つの利点は、他の研究機関のデータとの比較が簡単であるという点である。GRB のように時間変動の激しい天体の場合、複数の観測所でのデータを繋げなければならない場合もある。このときに広く使用されている標準的なシステムを採用していれば、データの比較議論が簡単になる。

表 6.1: AB 等級で測定した各バンドごとのベガの明るさ

	SDSS					SDSS				
	u'	g'	r'	i'	z'	U	B	V	R_c	I_c
AB ₉₅	0.981	-0.093	0.166	0.397	0.572	0.719	-0.120	0.019	0.212	0.453
conv.						0.020	0.030	0.030	0.030	0.024

6.1.2 System 変換係数とは

標準システムを採用するためには、標準システムに準拠したフィルターを使用する必要がある。しかしながら、適正な透過率を持つフィルターを用いたとしても、使用する検出器の量子効率、光学系の透過率、観測地の環境などは、観測所ごとに異なるため、それぞれのシステムで、標準システムへの変換式を求める必要がある。

計算式は以下のように与えられる。機械等級と標準システムで測光された星のカタログ等級の変換は以下の式で行う。

$$I_{inst} = I_{std} + k_i \cdot F(z) + C_i \cdot (R - I) + z_i \quad (6.2)$$

$$R_{inst} = R_{std} + k_r \cdot F(z) + C_r \cdot (V - R) + z_r \quad (6.3)$$

$$V_{inst} = V_{std} + k_v \cdot F(z) + C_v \cdot (V - R) + z_v \quad (6.4)$$

ここで、 I_{inst} , R_{inst} , V_{inst} はそれぞれ I, R, V バンドでの機械等級、 I_{std} , R_{std} , V_{std} はカタログに記載された標準システムにでの等級である。同様に、 k はバンドごとの大気減光係

数、 C はバンドごとの色依存係数、 z は各バンドのゼロ点、 $F(z)$ は天頂からの離隔が z のときの Airmass である。特に重要となるのは、色に依存する係数 C である。この値が大きいと、星の色によって、明るさの評価が異なってしまう。

6.1.3 測定方法

前述のシステム変換係数 k, C, z を求める。大気減光係数 k を正確に決定するには、Airmass を広い範囲で変え (高度の大きく異なる天域で)、色依存係数 C を正確に決めるには、色の大きく異なる星 (赤い星と青い星) を撮像する必要がある。以上のような理由から、本試験では Landolt の標準星カタログ (Landolt 1992) の中の SA98 という天域を用いて行った (図 6.1)。撮像は I, R, V とフィルターを交換しながら、それぞれのバンドで 30 秒 \times 10 フレーム積分した。この行程を 30 分ごとに行い、Airmass \sim 1.2-2.0 の領域をカバーする。

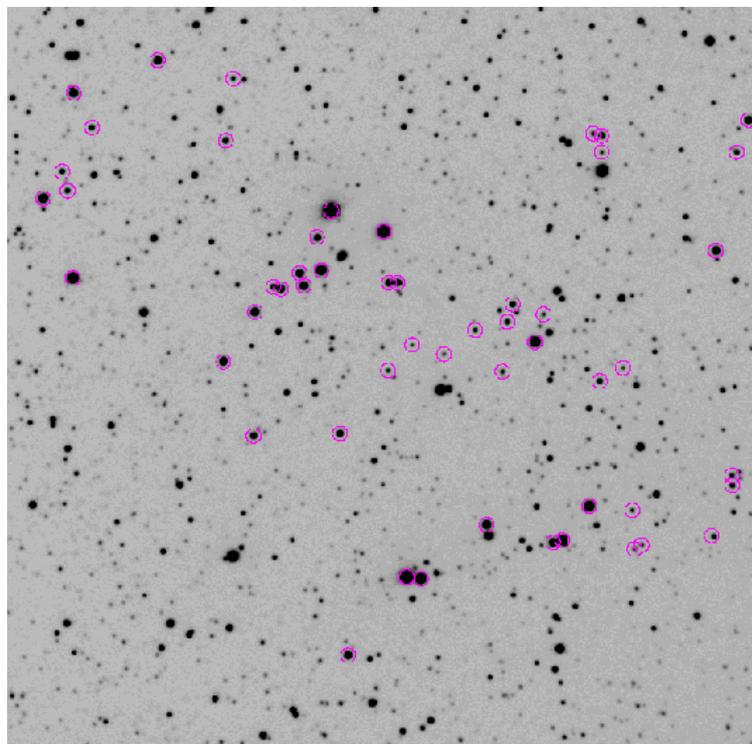


図 6.1: 測光試験に使用した SA98 の天域。標準星には印がつけてある。

測光は IRAF の phot コマンドを用いて行った。解析の際、天体からの光を抽出する領域である Aperture サイズは星像の PSF の半値幅の 1.6 倍、Sky バックグラウンドを評価する領域 Annulus のサイズは、内径が半値幅の 1.75 倍、円環の幅は半値幅の 2 倍とした。

星像の PSF は天体の高度が変わるに従って変化するため、各画像で半値幅の平均値を評価し、パラメータを決定した (6.2.1 参照)。

6.1.4 解析

次に測定値 (機械等級) とカタログ等級を比較し、システム変換係数を決定する。式 6.4 から、

$$R_{inst} - R_{std} = C \cdot (V - R) + k_r F(z) + z_r \quad (6.5)$$

の関係が得られる (V, I バンドでも同様)。同一視野内であれば、 $F(z)$ は定数と見なせるので、 $R_{inst} - R_{std}$ は $(V - R)$ の 1 次関数として表すことが出来る。

色依存性 図 6.2 に Airmass= 1.2 (南中) での $[R_{inst} - R_{std}]$ VS $[(V - R)]$ プロットを示す。それぞれの直線の傾きが色依存係数である。いずれも、右肩下がりの傾向を示す。横軸は $R - I$ または $V - R$ を表しており、数字が大きくなるほど、観測した天体が赤く、長波長側でのフラックスが卓越している天体である。従って I, R, V いずれのバンドでも赤い星は青い星に比べて明るく測光してしまう傾向があると言える。これは、CCD の量子効率、鏡面反射率、補正光学系の透過率¹の波長依存性によるものである。原因の特定はすぐにはできないが、測光の色依存性は十分小さく、標準システムによく一致したシステムであるといえる。

大気減光係数・ゼロ点 一方、データのフィッティングにより、定数として扱っていた式 6.5 の $k_r \cdot F(z) + z_r$ の値も得られる。これらを Airmass の関数としてフィッティングすれば、大気減光係数とゼロ点を決定することが出来る。Airmass は光が横切った大気の長さであり、仰角の十分高いところでは $F(z) \sim \sec z$ と近似出来る。図 6.3 に大気による減光の様子を示す。直線の傾きが大気減光の大きさを表している。大気による散乱の大きい短波長側ほど傾きが大きく減光係数が大きいことが分かる。なお、この結果を 1 次関数フィットすることでゼロ点を求めることが出来る。

以上の解析によって求められたシステム変換係数を表 6.2 にまとめる。

¹カタログスペックによれば、補正光学系は 400nm まで十分な透過率を持っているため、これは原因ではなさそうである。

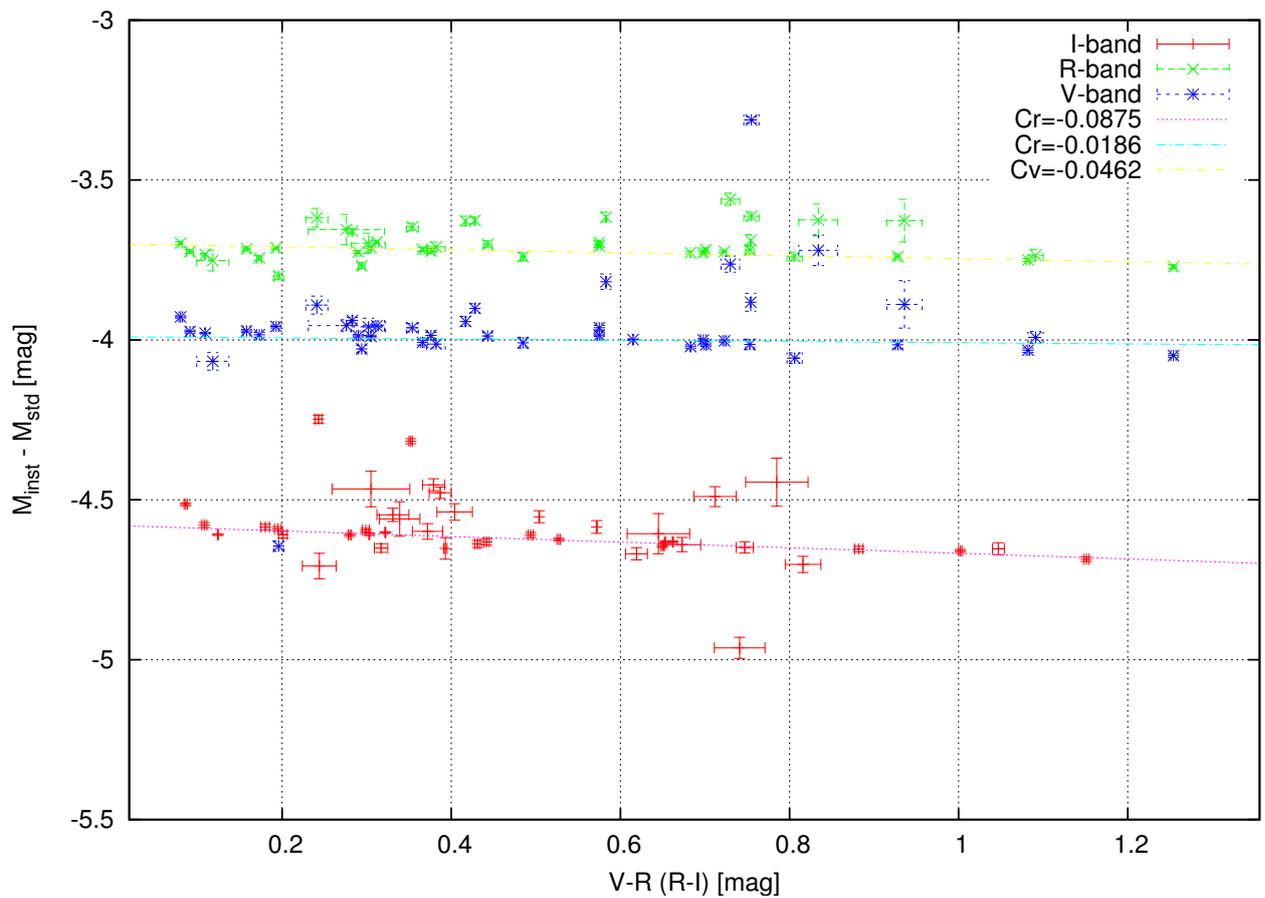


図 6.2: 恒星の色による、機械等級とカタログ等級の差。横軸は恒星の色を表す $V - R$ または $(R-I)$ のカタログ値を表す。赤い星ほどこの値は大きくなる。縦軸は機械等級とカタログ等級の差である。どのバンドとも、赤い星ほど明るく測定することが分かる。

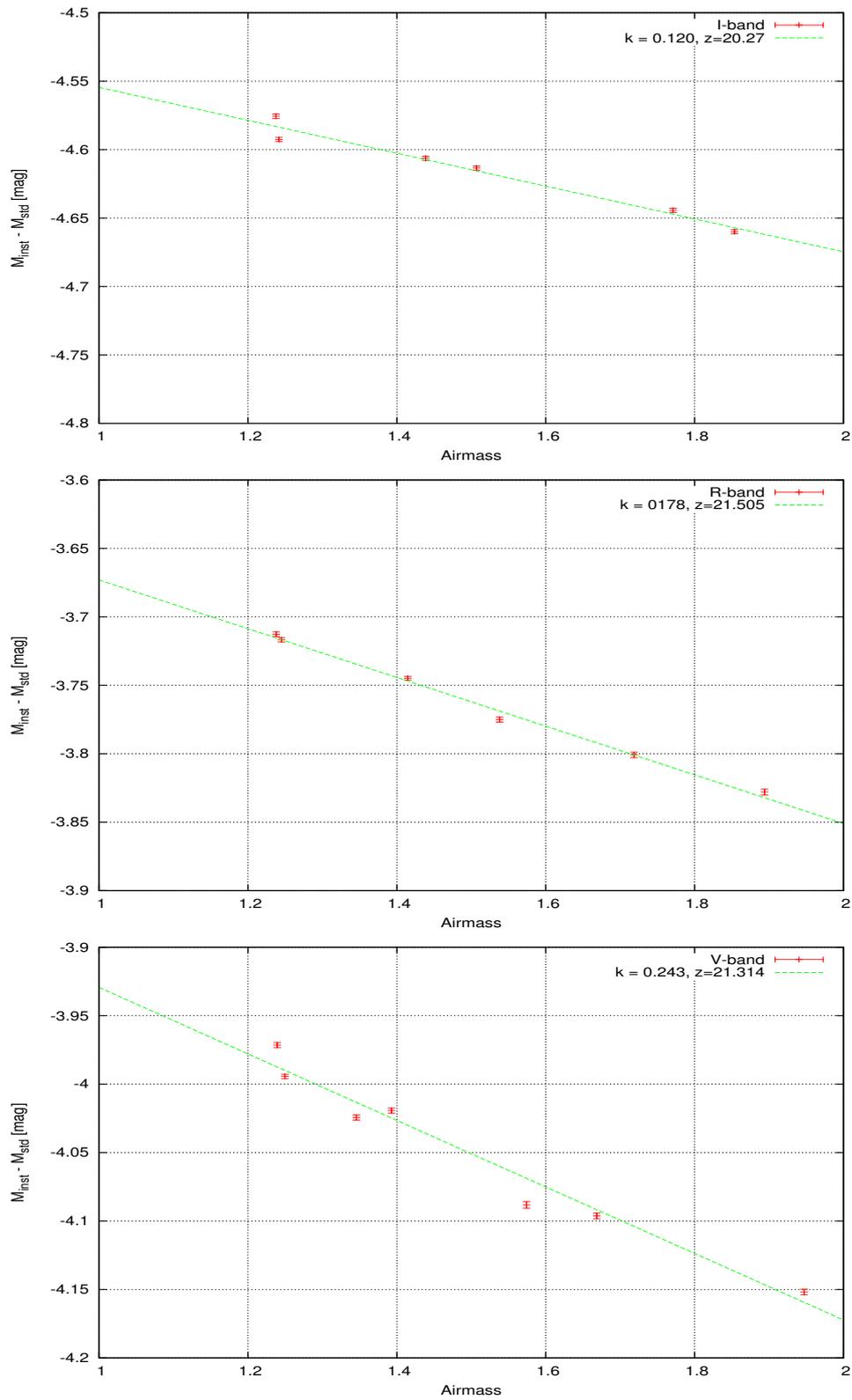


図 6.3: 大気減光による機械等級の変化。横軸は Airmass、縦軸は $-k \cdot F(z) - Z$ を表している。

表 6.2: 明野望遠鏡の測光システム変換係数

Band	Zero point	Color Term	Extinction
I	20.5654±0.004	0.120±0.003	-0.0875± 0.012
V	21.505±0.005	0.178±0.003	-0.0186± 0.012
R	21.314±0.005	0.234±0.004	-0.0462± 0.013

6.2 限界等級

急速に減光する GRB の残光を検出できるかどうかは、観測システムの限界等級によって決まる。本章ではシステム全体としての検出限界を測定し、検出器としてどの程度の性能をもっているのかを評価する。また、さまざまな条件下で試験を行い、限界等級がどのような変化をするか調べ、バースト発生時には最適なセッティングで観測に臨めるようにする。

6.2.1 限界等級の定義

まず初めに、限界等級を定義する。

Signal to Noise Ratio “限界”を決める尺度として一般に用いるのは S/N 比である。言葉のとおり、検出されたシグナルと不定性 (ノイズ) の比率である。CCD カメラを用いた撮像観測を行う場合、ピクセルごとのカウント数から S/N を求める。天体を観測する場合、空が完全に暗い訳ではないため、星の光とともに Sky background (実際には星よりも手前にいるから foreground とも言える) からの光が混ざり込んでしまう。IRAF の phot コマンドで解析を行った場合、測定する星に対して図 6.4 の様な方針で画像の抽出を行う。シグナルとして評価されるのは、Aperture 内のカウントから Annulus 領域で評価したバックグラウンドを Aperture の面積分だけ差し引いたものである。従って、評価されるシグナルは Aperture の総カウント数 SUM , Aperture の面積を $AREA(\text{pixel})$, Annulus でのピクセル当たりのバックグラウンドカウントを $MSKY$ とすると、

$$Signal = SUM - AREA \cdot MSKY \quad \text{counts} \quad (6.6)$$

で与えられる。一方、このような計算をする場合に考えられる測定の不確定性は、(1) シグナル自身の統計揺らぎ、(2) バックグラウンドの揺らぎ の二つが考えられる。したがっ

て、測定値の不確定性 (ノイズ) は

$$Noise = \sqrt{\frac{SUM - AREA \cdot MSKY}{GAIN} + AREA \cdot STDEV^2 + \frac{AREA}{NSKY} \cdot STDEV^2} \quad (6.7)$$

と書くことが出来る。ここで、 $GAIN$ は CCD のゲイン (入力される電子数と CCD 出力カウントの変換係数: electrons/ADU)、 $NSKY$ は Annulus の面積 (pixel)²、そして $STDEV$ は Annulus 領域での Sky background の揺らぎの大きさである (count)。根号内の第 1 項は星の光によって生成された電子数の統計エラーである。2 項目と 3 項目はそれぞれ、測光を行う Aperture 内の Sky background に起因する揺らぎ、Sky 測定時の Annulus における Sky background による揺らぎである。従って、Sky の揺らぎの影響を小さくするためには Annulus のサイズを大きく取り、Aperture のサイズを小さくすれば良い (ただし、この中に星の光がきちんと収まっていなければならない)。

本試験では解析の際、Aperture サイズは星像の半値幅の 1.6 倍、Annulus のサイズを、内径が半値幅の 1.75 倍、円環の幅を半値幅の 2 倍として固定しているため、

$$Noise = \sqrt{\frac{SUM - AREA \cdot MSKY}{GAIN} + 1.23 AREA \cdot STDEV^2} \quad (6.8)$$

となる。Aperture サイズを星像の大きさで決定していることを考えれば、星像が鮮鋭であるほど、不確定性は小さくなる。

以上がシグナルとノイズの計算方法である。本試験での限界等級は “S/N = 3” となる天体の明るさと定義する。なお、以上で説明した計算は IRAF の phot コマンドが行っているものであり、以降の限界等級調査は全て phot を用いた、S/N の評価によって行う。

6.2.2 バンドごとの限界等級

各バンド毎の限界等級を調べた。試験に利用した天域は散開星団 M67 である。I, R, V の各バンドでこの領域を 30 秒露出 × 5 フレームずつ (total = 150 sec) 撮像する。リダクションの後、画像を重ね合わせ、積分した画像について解析を行う。試験には星の多く存在する散開星団 M67 を用いた (図 6.5)。画像に写っている天体を SourceEXtractor を用いて抽出し、それらに対して測光を行い (1) 等級の決定、(2) S/N の評価を行い 限界等級を決定する。各画像で天体として抽出されたイベントは 600 個程度である。測定結果を図 6.6 に示す。測定の結果、個の条件での検出限界は、I = 18.3, R = 19.0, V = 19.1 であっ

²IRAF では、Annulus の中から周りの星のにじみや、欠陥ピクセルを取り除いた後の、バックグラウンドの計算に用いたピクセルの数と定義している。

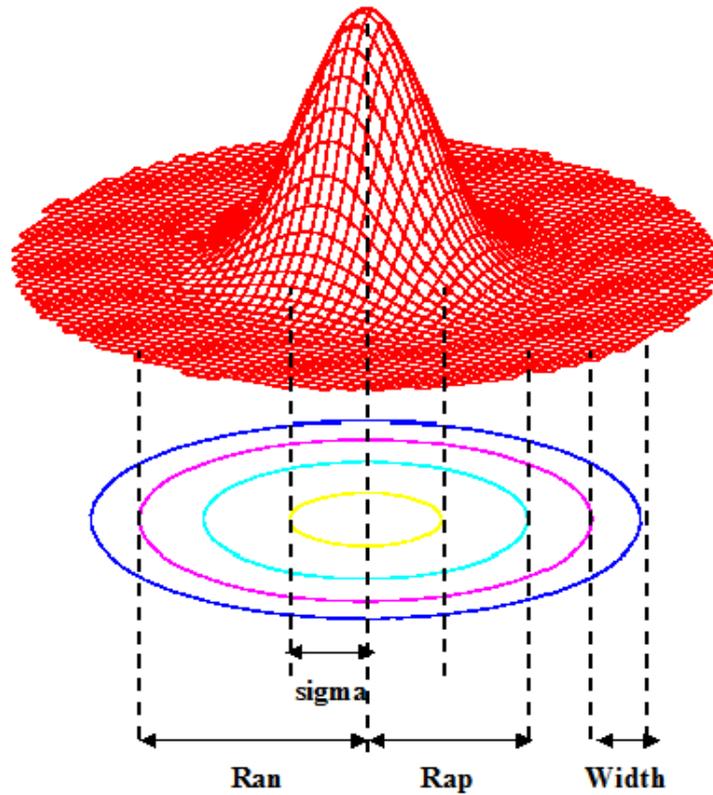


図 6.4: Aperture, Annulus の取り方。縦軸は星のカウント、 xy 平面上が CCD のピクセルに対応する。星からの光は、光学系の収差や大気の揺らぎで広がりを持つ。測光の際は PSF FWHM の 1.6 倍の半径 (R_{ap} : 水色の円) の円内の全カウントから、内径が PSF FWHM の 1.75 倍、幅が FWHM の 2 倍の円環領域 (赤と青の円の間領域) で測定したバックグラウンドイベントを引いて、星からのイベントを計算する。

た。CCD の量子効率、光学系の透過率を考えると、V-band は不利になると思われたが、測定結果は R と同等以上の限界等級であった。なお本測定は、月齢=10 日、月と試験対象の離隔が 70° の状態で行った。また、各バンドでの PSF fwhm は I = 3.416 pixel, R = 3.349 pixel, V = 3.541 pixel (1pix = 1.628 arcsec) であった。観測条件としては、晴れていたことを除けば最悪に近い状態であり、この条件下でも短時間の撮影で 18~19 等まで検出が可能である。

6.2.3 視野内一様性

限界等級は結像性能、光量に大きく依存する。結像性能試験では CCD の写野中で画質が非均一になることが確認されており、これが検出限界に影響するかを確認する。6.2.2

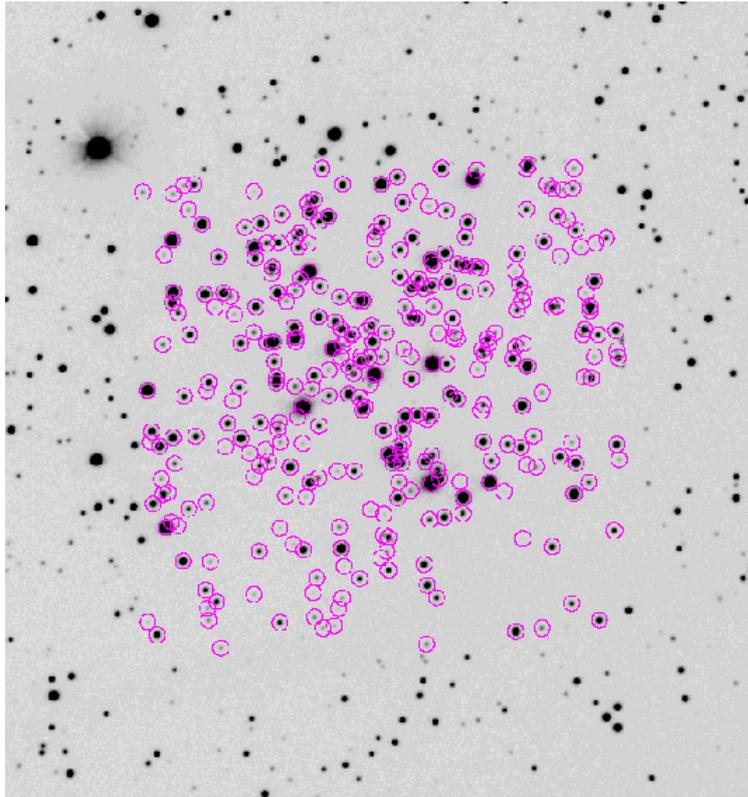


図 6.5: I-band で撮影した M67。印が付いている星は Henden によって測光された標準星である。

と同じ画像を用いて、視野を 9 つに等分割してそのサブフレームごとに限界等級を評価した。視野ごとの PSF を反映させるため、Aperture や Annulus のサイズは、各サブフレームでの PSF をもとに、別々に設定した。

解析結果を 6.7, に示す。解析の結果、限界等級の視野内におけるばらつきは ± 0.1 等級以下であり、実用上問題ないことが分かった。CCD の南西側は星像が悪いためか、幾分限界等級が浅い。限界等級が結像性能に強く依存していることが分かる。

6.2.4 PSF 依存性

S/N の定義より PSF の変化が限界等級大きく作用することが分かっている。そこで、フォーカスを故意にずらすことで、人為的に PSF を悪化させ、その状態で検出限界がどのように変化するかを調べた。撮像方法、解析方法は前の試験と同じである。本試験に使用した天域は SA98 である。測定は R バンドのみで行った。測定結果を図 6.8 に示す。

測定結果を見ると PSF の変化が限界等級に大きく作用することが分かる。撮像観測に

おける S/N 比の定義から、星像の大きさと限界等級との間には、十分に星が暗い極限において

$$\text{Detection limit} \propto -2.5 \log_{10} FWHM \quad (6.9)$$

の関係が成り立つ。図中の青い点線はこの式に従ってフィットしたものであり、非常によく説明出来ている。一方、非点収差の関係で焦点内像と外像とでは星像の広がり方が異なる心配があった。図中では焦点の内像と外像を色分けしてプロットしているが、ほとんど差はみられない。

6.2.5 積分時間依存性

次に、積分時間による検出限界の改善について調べる。観測対象は S98 で、各フレームの露出時間は 30 秒とし、撮像後の重ね合わせ枚数を変えることによって積分時間を変えた。観測は R バンドのみで行った。測定結果を図 6.9 に示す。R バンドでは積分時間 1 時間程度で限界等級は 20 等級を超えることが分かった。ただし、この画像を取得した夜は新月期であり、さらに PSF fwhm 2.7 pixel 以下と好条件が揃っていた。本解析は長時間にわたり観測を行うため、Background の変動による影響をさけるため、全ての画像で Sky background level を計算し、雲などの影響を受けないように注意した (観測中の sky level は Appendix に示す)。

積分時間の延長 (重ね合わせ) による効果は、主に 2 つある。一つは、天体から統計誤差の改善である。積分時間を n 倍にすれば、統計エラーは \sqrt{n} 倍になる。従って、S/N 比は単純には $1/\sqrt{n}$ 倍になる。このことは Sky background についても同様であり、積分時間を長くするほど S/N は改善する。統計エラーに関連する限界等級の変化は、積分時間が短い間は、

$$\text{Detection limit} \propto \frac{5}{4} \log_{10} \text{Time} \quad (6.10)$$

に従う。実測においては、積分時間が 30 秒前後のところで、これに近い傾きで限界等級が変化する。一方、画像の重ね合わせを行うと、重ねた枚数分だけ CCD の読み出しエラーを重ねることになる。この結果 S/N 比は重ねた枚数の 1/2 乗に比例して悪くなっていく。本試験では最大で 125 枚の積分まで行った。積分枚数が 100 枚以下の領域では、統計の改善により限界等級が深くなっていく。100 枚以上でやや限界等級の上昇が鈍化する傾向があるが、これが、リードアウトノイズの影響かどうかは定かではない (単純なモデルではフィット出来ない)。

6.2.6 スカイバックグラウンド依存性

最後に限界等級の Sky background 依存性を調べる。スカイレベルは、月や街の夜光によって決まる。また、上空に霧や薄雲がかかると夜光を反射してスカイレベルが飛躍的に上昇する。背景に乗る光の量が限界等級にどのように作用するのかを調べた。本来、sky level は月光などの一様な光を用いて測定するのが理想的であるが、本試験では、上空に発生した薄雲によるスカイレベルの上昇で影響を調べる。雲による、Sky の上昇は、同時に、星の光が減光していることを示す。しかし、本試験では、検出した星の S/N を評価し、S/N=3 となるカウント値さを等級に変換するだけなので、試験上問題はない。なお、雲の通過にともなう星像劣化が限界等級に影響するのをさけるため、調べる画像の中で最も星像の悪いフレームから Aperture, Annulus を決定し、ほかの全ての画像にも適用した。測定結果を図 6.10 に示す。

スカイバックグラウンドの増加はバックグラウンドノイズに $1/2$ 乗で効いて来るため、検出限界に対しては

$$\text{Detection limit} \propto -\frac{5}{4} \log_{10} Sky \quad (6.11)$$

のように作用する。測定結果もだいたいこの式で説明することが出来る。

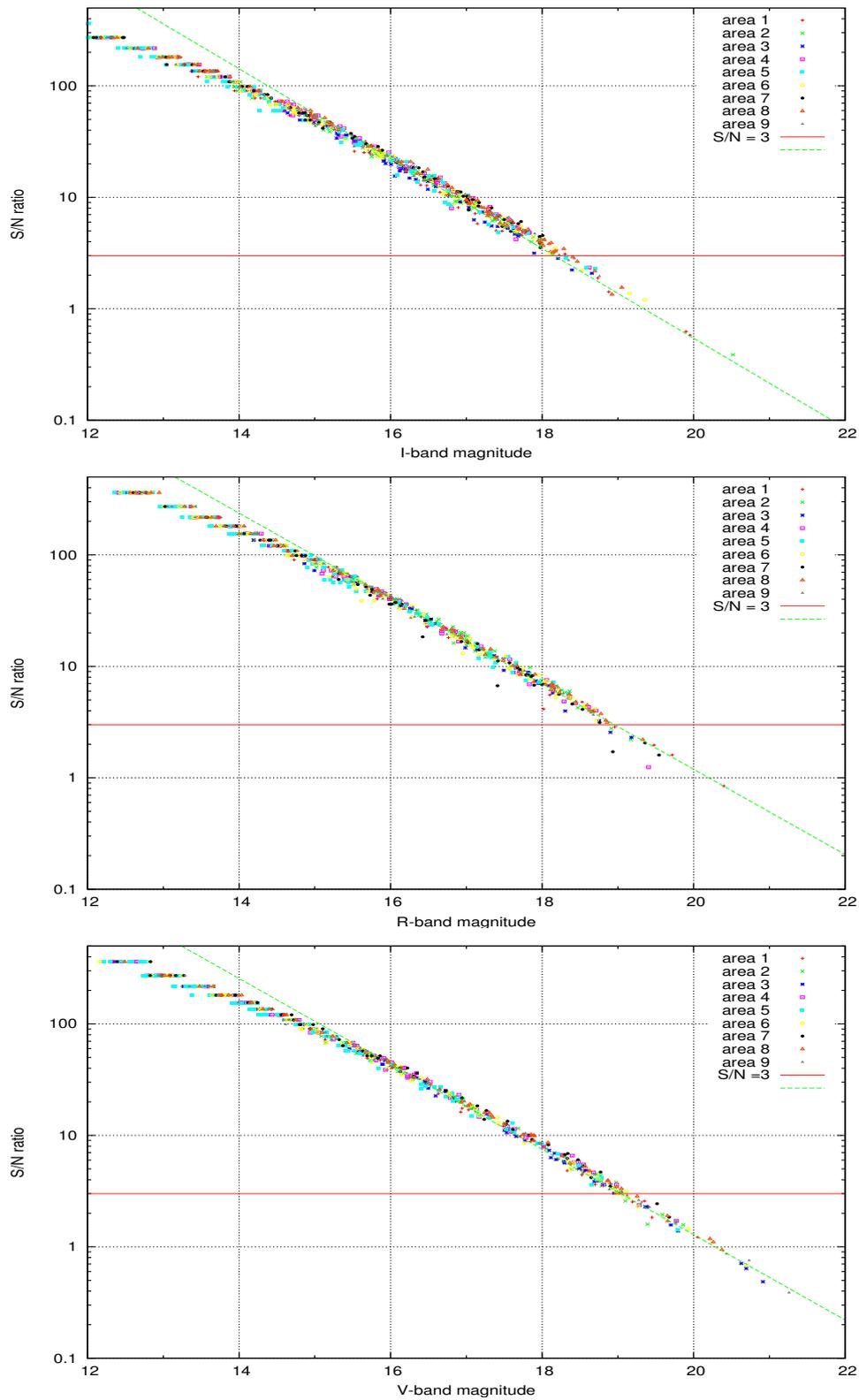


図 6.6: バンド毎に測定した、星の明るさと S/N の関係。図中に引かれた $S/N=3$ の直線とデータ点との交点が $S/N = 3$ での限界等級となる。測定バンドは上から I, R, V の順番で並んでいる。

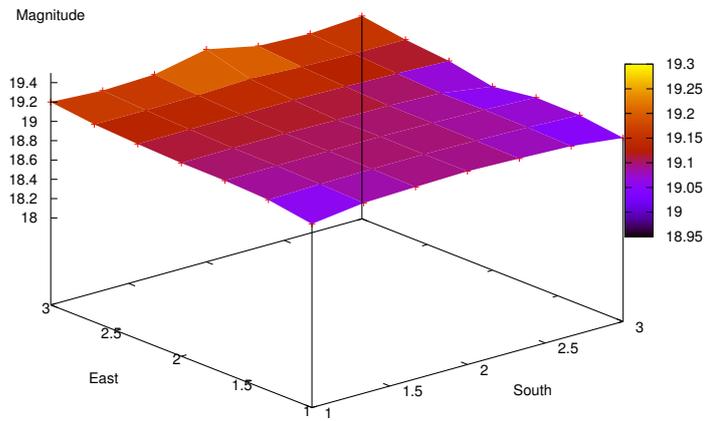
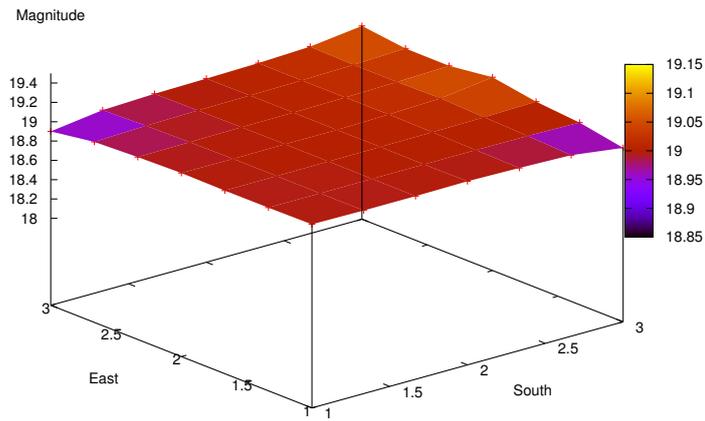
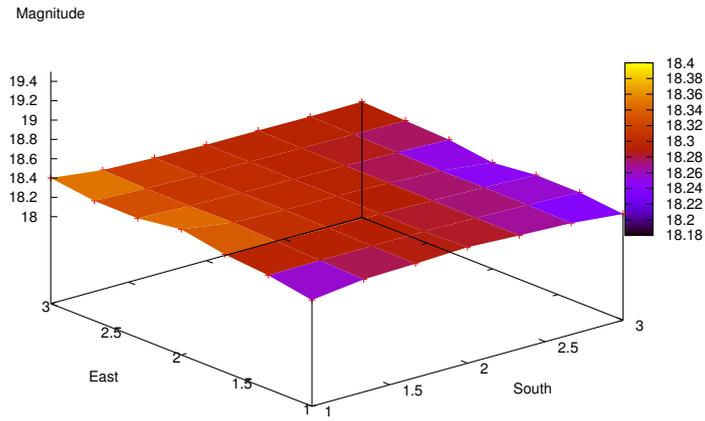


図 6.7: CCD を 9 等分してサブフレームごとの限界等級を測定した。測定バンドは上から I, R, V の順番で並んでいる。収差のある南西方向方向の視野では幾分限界等級が浅いが、全体として $\sim \pm 0.1$ 等級内に収まる程度であり実用上問題はない。

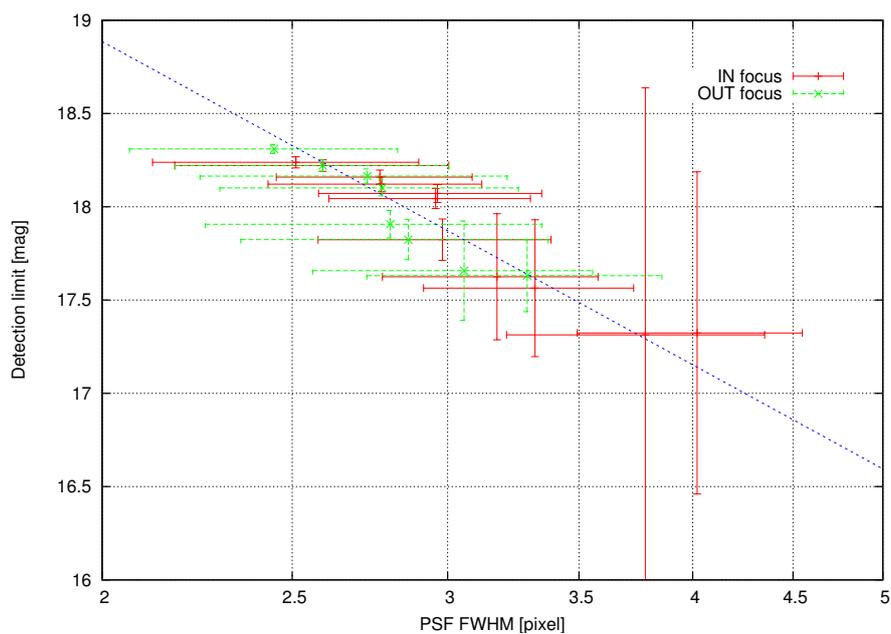


図 6.8: PSF の変化による限界等級の変化。横軸は星像の PSF fwhm(pixel) 縦軸は限界等級を表している。データ点は焦点内像、外像で色分けしてあるが、どちらも同じ傾向を示した。

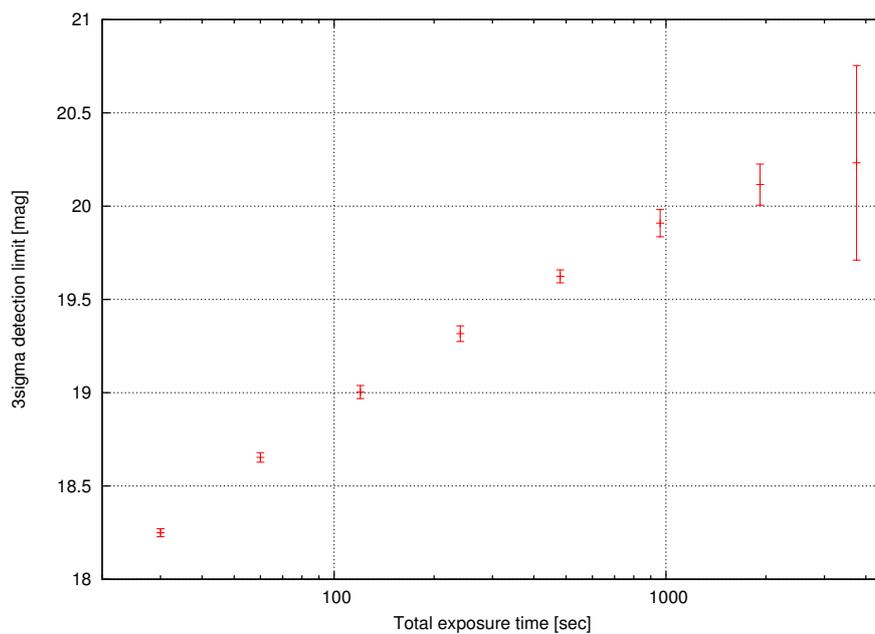


図 6.9: 積分時間による限界等級の変化を調べた。積分時間は1フレーム当たり30秒の画像を重ね合わせることで調整した。測定はRバンドで行った。積分時間1時間程度で限界等級は20等球を超えることが分かった。

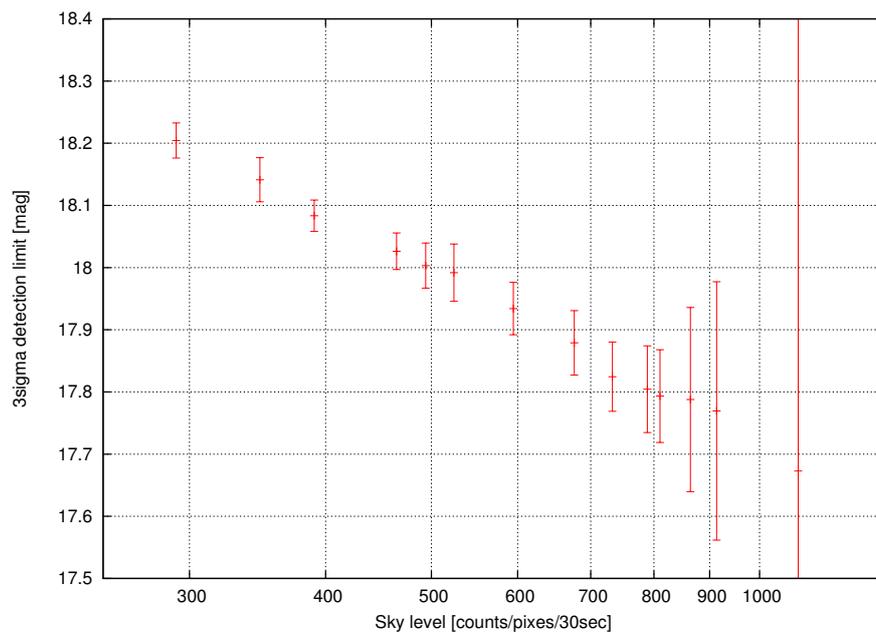


図 6.10: バックグラウンドによる限界等級の変化。横軸は、試験した画像のバックグラウンドの平均値、縦軸は限界等級。

第7章 結論

最後に、これまで行ってきた特性試験の結果をまとめ、今後の改修に向けての考察を行う。

7.1 検出器特性

明野望遠鏡の検出器である冷却 CCD カメラ (Apogee Alta U6, serial:A3576) の基礎特性調査を行った。カメラの読み出し回路系に依存する試験項目は直線性・ゲイン・リードアウトノイズである。これらの値は、測光などの解析作業で必要となるパラメータである。このカメラの応答直線性は、直線指数 $n = 1.011 \pm 0.005$ (フィッティングに用いたべき関数の指数。1に近いほど良い) であった。入力した光量に対する出力 ADC 値は、 $\sim 0-60,000$ カウントわたって、1%以内の精度で1次関数の直線と一致しており、良い直線性を持っていると言える。光電子と CCD 出力の変換係数であるゲインは 1.50 electrons/ADU であった。外気温 $-10 \sim 0 \sim +10$ での測定から、ゲインの有意な温度変化は見られなかった。読み出しノイズは 11.52 electron であった。これらの値はカタログスペックから大きく外れることなく、平均的な性能である。CCD チップの固体差の大きいダークカレントは -20 において 1 electron/pixel/sec 以下、バッドピクセルの数は 126 個であり、カタログスペックに相応の性能であった。ペルチェ素子+送風による冷却機能については、稼働率 100%において外気温の $-4 \sim 3$ であった。現在、明野では CCD 温度を -20 で運用しているが、季節変化に応じて冷却設定温度を変えていく必要がある。一方、温度の安定性については、設定温度とダークカレントの関係が Boltzmann 分布に従っており、CCD チップ上での温度管理がしっかりなされていると言える。結論として、このカメラは今後研究目的の観測を行っても問題はなさそうである。

7.2 架台特性

望遠鏡架台の恒星追尾精度、自動導入精度、指向方向の安定性について調査を行った。

7.2.1 追尾性能

赤道儀の機械工作精度の指標となるピリオディックモーションは周期 5 分で振幅が ± 2 秒角程度であり、1 フレーム当たりの露出時間を 30 秒程度とすれば、実用上の問題は無い。一方で、極軸の調整不良や、機械軸のたわみなどにより、数時間のオーダーで観測を行う際には、視野が移動してしまうことが分かった。天の赤道線上における追尾はでは赤経・赤緯ともに 10 時間で観測で 10 分弱の誤差が生じる。CCD の視野が 28 分角であることを考えると、無視することの出来ない大きさであった。機械モデルを用いた考察から、構造のたわみによる影響が大きいことが分かった。構造の問題は不可避であるため、現状設備で調整可能な追尾速度の調整によって追尾精度の向上を試みた。赤経の追尾速度を 0.14% 増速することにより、一晚の観測での追尾誤差を ± 120 arcsec 程度に抑えることが出来た。これにより、自動解析システムの WCS 書き込み機能に対応することが出来るようになった。

7.2.2 導入性能

追尾性能でも分かっている通り、機械のたわみ・工作精度。設置精度の問題により、調整前の導入精度では目標天体が CCD の視野に収まらないこともあった。そこで、架台制御ソフトウェアの機能を使って補正を行った。補正した状態で再度試験を行い導入精度が大幅に改善されることを確認した。しかしながら、補正テーブルのデータサンプリングが粗いためか、全天にわたって導入精度 2 分角以内を達成することは出来なかった。結論として、現状のシステムを利用するだけでは、目標とする導入精度を達成することは難しいと言える。そこで、既存の補正機能に頼らず、導入コマンドの送信時に、すでに補正した座標を与えるという方法で修正をおこなう。物理モデルを用いた機械動作の解析を行い、比較的単純なモデルで補正を行うことが可能となった。今後は、解析結果をもとに、補正プログラムを作成し、実装試験を行う。

7.2.3 導入後安定性

GRB の観測で要求される速写性能をリミットする要因として導入後の安定性がある。この調査では導入後のバックラッシュ、鏡筒振動による撮影不能な時間がどれくらい継続するかを調べた。この結果、赤経方向の駆動を行う場合、恒星追尾運動に伴うバックラッシュが 2 ~ 3 秒間観測される場合があった。一方、鏡筒振動に関しては、赤緯の大きい領

域で赤緯方向の駆動を行うと鏡筒振動によ～2 秒程度星像の劣化が見られた。以上の結果から、この赤道儀の安定性は非常に高く、安全を考えると、導入から 5 秒後には撮像を行うことが出来る。

7.3 光学性能試験

測定直後に判明した CCD 画面右下 (南西) の放射状に広がる収差の原因解明、光学性能評価を行った。

7.3.1 ハルトマンテスト

光学系の結像性能を定量的に評価するために、ハルトマン定数を測定した。初回の試験では、試験結果から、コマ収差と非点収差が観測された。複数の状況から、検出器面と光軸が直交していないということが分かった。この問題を解決するため、ドロチューブの取り付け角度を調整し、収差の改善を試みた。結果として、調整前と比べて写野全域にわたってきれいな像を結ぶようになった。

画面端の収差が消えたところでハルトマンテストを再度行い、結像性能を評価した。その結果、副鏡位置 が 25mm 以下であれば、ハルトマン定数が 1 秒角以下となることが分かった。明野のシーイングサイズと比較して、十分な数字であり、結像性能が観測に支障を与えるということはないと判断される。一方、ハルトマンテストの結果、光学系が非点収差を持っているということが分かった。現状では問題となっていないため放置してある。

7.3.2 焦点と結像性能

光学系の口径比 (F6) と検出器のピクセルサイズ (24 μ m) から、合焦操作に要求される精度は $\pm 50\mu$ m 程度である (実際の星像からもそのような傾向が見られる)。一般的な光学系に見られる像面湾曲の影響については、CCD の視野を 9 分割し、その各領域での焦点位置を測定することで調べることができる。測定の結果、写野内での焦点面のずれは最大で $\pm 25\mu$ m であった。これは、前述の焦点合わせの許容範囲内である。ここで注意しておきたいことは、ハルトマンテストでも問題となった写野南西部において、焦点面が大きく異なっているということである。

温度変化による焦点位置の移動についてはデータ点があまりにも少ないために正確な議論は困難であったが、主鏡・副鏡・補正光学系の熱膨張を無視し、主鏡と副鏡の間隔を決

めているスチール製の鏡筒部の伸縮のみを考慮すると、1 あたりの焦点移動量は副鏡のフォーカス値で $30\mu\text{m}$ である。この簡単なモデルによる予想は、実測値と非常によく一致している。なお、補正の方向は、温度が下がる時に [IN] 方向であり、[OUT] 側へ調整するときより、副鏡の振動を抑えることが出来る。

7.4 測光性能試験

7.4.1 システム変換係数の測定

標準的な測光システムである、Johnson-Cousin System と明野のシステムとの変換式を決定した。正確な測光を行う際に問題となる色依存性に関しては、各バンドとも、長波長側で明るく、短波長側を暗く測光する傾向にある(赤外側の透過率が高い?)。しかしながら、測定された色係数の絶対値は十分に小さく、標準システムとの変換に支障はない。

7.4.2 限界等級

月齢 10、月との離隔 70° で 1 フレーム 30 秒 \times 5 フレーム (Total 150 sec) の観測において、各バンドの 3σ 検出限界は $I = 18.3$, $R = 19.0$, $V = 19.1$ であった。結像性能の視野内不均一性から心配された、限界等級のばらつきを調査すると、予想通り CCD 写野の南西部分は限界等級が低い傾向にあった。しかしながら、観測された限界等級のばらつきは ± 0.1 等級以内であり、ほとんど差はないといって良い。

また、PSF の変化 (FWHM)、積分時間 (ITIME)、Background (SKY) による限界等級の調査を行った。単純な計算により、限界等級へのこれらのパラメータの寄与は、 $\propto -\frac{5}{2} \log_{10} FWHM$, $\propto +\frac{5}{4} \log_{10} ITIME$, $\propto -\frac{5}{4} \log_{10} SKY$ と表すことが出来る (積分時間依存性の場合、実測値では係数が若干小さくなっている)。以上の測定から、比較的条件の良い日であれば、1 時間の露出で R バンドの限界等級で 20 等以上を達成することが出来る。GRB の残光観測という点では、性能として申し分ない。

7.5 観測

以上のキャリブレーション作業により、現状で GRB の観測に対応することが出来るようになった。明野の望遠鏡においては、既に 2 つのガンマ線バーストの追観測を行った。

残念なことに、観測の結果はいずれも光学対応天体無しであったが、残光の明るさに制限をつけることが出来た。これらの観測結果は、観測開始から数時間以内に GCN を通じて公開されている。

今後 *Swift* 衛星が本格始動すれば、これまでの約 3 倍の頻度で GRB の位置決めが行われると期待されている。限界等級 20 等以上の本観測システムを用いれば、近い将来確実に可視光残光を発見することが出来ると考えられる (図 7.1)。

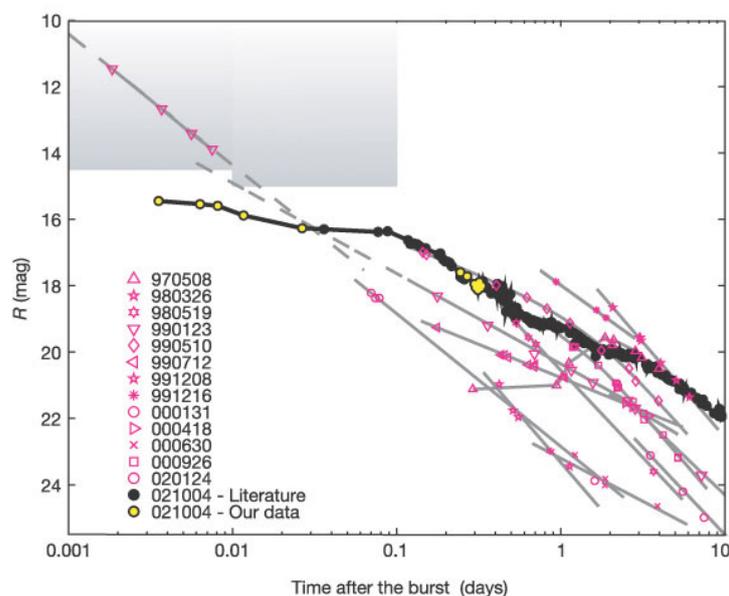


図 7.1: 過去に起きた GRB の残光の高度曲線。R バンド 20 等級の検出限界であれば、非常に高い確率で GRB の残光を検出することが出来る。(Fox et al. Nature 2003)

7.6 3色カメラの取り付け

近い将来、多色測光の可能な 3 色カメラが導入されることになる。これまでの試験の経験から、新しい検出器を導入した後に必要となる測定、調整作業について考察する。

7.6.1 3色カメラ本体の調整

3 色カメラは光路中にダイクロイックミラーを挿入することで、波長毎に光束を分割するという複雑なシステムを持つ。このため、3 色カメラの取り付けに伴う調整作業は、(1)3 色カメラ本体の光軸合わせ、(2) フィルターおよびダイクロイックミラーの位置決め、そ

して (3) CCD カメラの取り付け調整の 3 点である。最終的には、3 つの CCD の画像が正確な星像を結び、さらに同時測光を実現するために、副鏡でのフォーカス合わせに対して、3 つの CCD が同時に合焦し、3 つの CCD で同じ画像を取得出来なければならない。これらの調整は、測定と調整を交互に繰り返しながら進めていく以外に方法はない。

7.6.2 架台の調整

30kg 近くある 3 色カメラの取り付けにより、架台の重量バランスが変わることが考えられる。この効果は当然、追尾精度や導入精度に大きく影響してくる。従って、新観測システムが完成した時点で、導入補正のための導入試験や追尾試験を再度行う必要が出てくる。現在の状態で、極軸合わせに多少の誤差が見られるが、その様な調整は、新システムが導入されてから行い、新しい重量バランスで最適な状態を作り上げる。

7.6.3 結像性能

3 色カメラは装置自体が大きいので、1 度取り付けると位置調整が出来ない。3 色カメラでの合焦位置は、カメラ本体のフランジバックでほとんど決定されてしまう。最適な副鏡位置で 3 色カメラを使用するには、設計の時点でフランジバックを最適化しておかなければならない。従って、本研究で決定出来なかった副鏡の最適位置を速やかに決定しカメラの設計に反映させなければならない。なお、この作業は現状の検出器を用いて行えば良い。

3 色カメラでは CCD と鏡筒の間にこれまでより 1 枚以上の余計な光学系が入ることになる。従って、現在とは結像性能が変わってしまう可能性がある。3 台のカメラの相互のフォーカス位置や視野内の PSF のばらつきなど、カメラの調整と合わせてデータを取得していく必要がある。

7.6.4 測光システム

測光システムの観点から見た最も大きな変更点は、CCD の前面に設置するダイクロイックミラーの存在である。現在、明野で使用するダイクロイックミラーは制作中である。これらは、使用する測光システムに合わせてコーティングを依頼しているが、コーティングの精度にも限界があるため、現在のシステム変換係数がそのまま使えるとは考えにくい。

従って、本研究で行ったように、新システムでのシステム変換係数を測定し直す必要がある。

7.7 季節によるセッティングの変化

本試験は基本的に冬季に行われた。1年を通じて運用を行っていく時に生じる問題について考察する。

7.7.1 温度管理

季節の変化で最も大きく影響するのが気温である。気温の変化による焦点移動や CCD の冷却限界温度などを考慮し、最適な値を見つけていかなければならない。また、夏季は空調によるドーム内の温度管理を行うことになるが、外部の湿度が高い場合には、ドームの開閉と同時に光学系に結露が生じる危険もある。最適な運用温度を決めておく必要がある。また結露の問題は、ドーム開閉時に限らず問題となる。これまでに、望遠鏡の結露の経験はないが、今後、結露対策を考えておく必要がある。

7.7.2 導入精度の変化

季節変化は導入精度にも影響を与える。主な要因となるのは、気温や湿度の変化による、低空での大気差の変化、そして、地球の公転運動による年周光行差である。これらの変化は現状の導入誤差よりも小さいが、今後修正ができてくると考慮しなければならないだろう。これらの修正は、今後制作を行う導入補正プログラム中で対応できるようにする。

付録

.1 大気差の計算

大気差の定義は [大気差] = [視高度] - [真高度] で与えられる。近似式は以下で与えられる

$$R = (R_0 \tan Z + R_1 \tan^3 Z) \quad \text{radian} \quad (1)$$

ここで $Z = 90^\circ - [\text{視高度}]$ である。以下 R_0, R_1 、屈折率 n_0 の導出を行う。 $H \sim 0.00130$ を地球半径を単位とした大気のスケーライトとすると、

$$R_0 = (n_0 - 1)(1 - H) \quad (2)$$

$$R_1 = \frac{1}{2}(n_0 - 1)^2 - (n_0 - 1)H, \quad (3)$$

$$(n_0 - 1) \times 10^8 = C(\lambda) \times \frac{P}{T} [1 + P57.90 \times 10^{-8} 09.3250 \times 10^{-4} \times \frac{1}{T} + 0.25844 \times (\frac{1}{T})^2] \times (1 - 0.16 \frac{F}{P}) \quad (4)$$

$$C(\lambda) = 2371.34 + 683939.7(130 - \frac{1}{\lambda^2})^{-1} + 45473(38.9 - \frac{1}{\lambda^2})^{-1} \quad (5)$$

ここで、 T は気温 (K)、 P は気圧 (hPa)、 F は水蒸気圧 (hPa)、観測波長は $\lambda(\mu\text{m})$ 、大気中の炭酸ガス含有量は 0.03% である。

以上の式を用いて、天球上での大気差による視野の浮き上がりを計算した。このとき、気温は 0、気圧は 900 hPa、水蒸気圧 0hPa とした。図 2 に大気差による座標変化を示す。追尾試験および導入試験ではこの計算をもとにデータの補正を行った。

.2 光行差

地球の公転や自転運動により天体の位置がずれて見える現象を光行差という (年周光行差、日周光行差)。ここでは影響の大きな年周光行差のみ計算した。光行差の大きさは、観測者の進行方向と見かけの天体の方向との離角を θ としたとき、真の天体の位置は進行方向の後ろ側へ角度 k だけずれる。これらの角度の関係は以下で与えられる。

$$\sin k = \frac{v}{c} \sin \theta \quad (6)$$

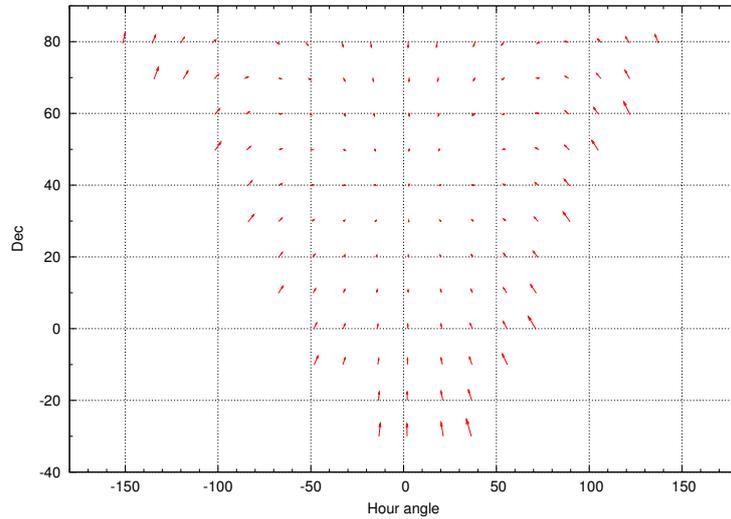


図 2: 大気差による視野の浮き上がり。ベクトルの長さは縦軸横軸に対して 100 倍に拡大してある。

ここで v は観測者の移動速度、 c は光速である。年周光行差の場合、 $20'' .49553$ のずれが生じる。実際の観測の場合、観測日時間に合わせた地球の進行方向を計算して、それに対する天体の離角を計算しなければならない。図 3 に 2004 年 12 月 14 日の光行差をプロットする。

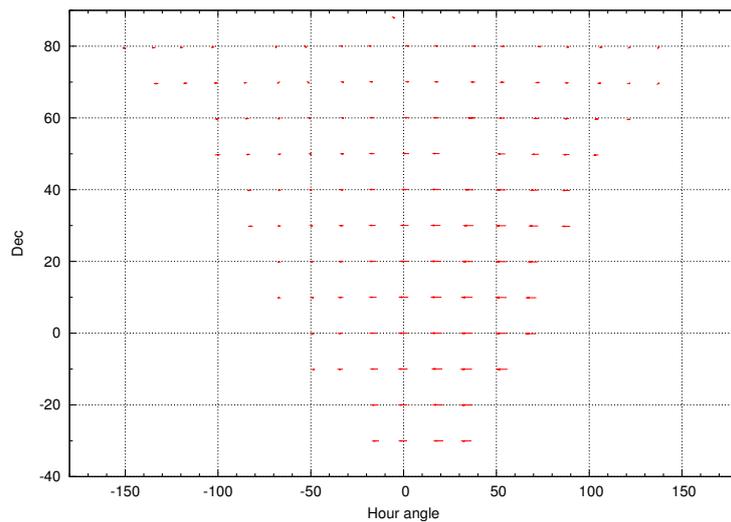


図 3: 年周光行差による、見かけの方向と真の方向のずれ。ベクトルの長さは縦軸横軸の 1000 倍のスケールである。

.3 歳差・章動

地球の自転軸は周期 26000 年の回轉歳差運動および振幅 9" の章動によりすこしずつ変化している。天球上の赤道座標は地球の自転軸を基準としており、例えば J2000 分点の座標系は西暦 2000 年の座標を基準としている。

歳差と章動を合わせた分点のずれは一般歳差とよばれ、その年間変化率は以下で与えられている。

$$\Delta\alpha = 3^s.075 + 1^2.336 \sin \alpha \tan \delta \quad (7)$$

$$\Delta\delta = 20''.04 \cos \alpha \quad (8)$$

ここで α , δ はそれぞれ、赤経と赤緯である。これのもとに 2004 年 12 月の分点を求める。計算結果を図 4 に示す。

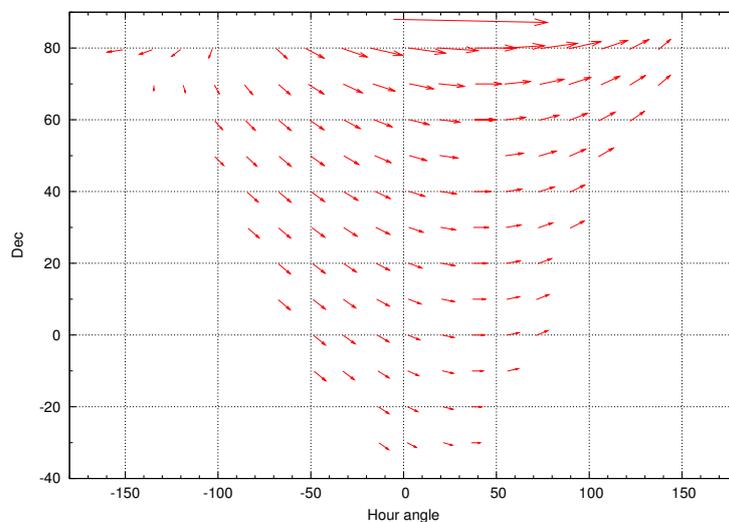


図 4: 2004 年 12 月 14 日の分天と J2000 分点のずれ。ベクトルの長さは軸スケールの 100 倍である。

.4 焦点位置による PSF の変化

.5 測光観測時の Sky background

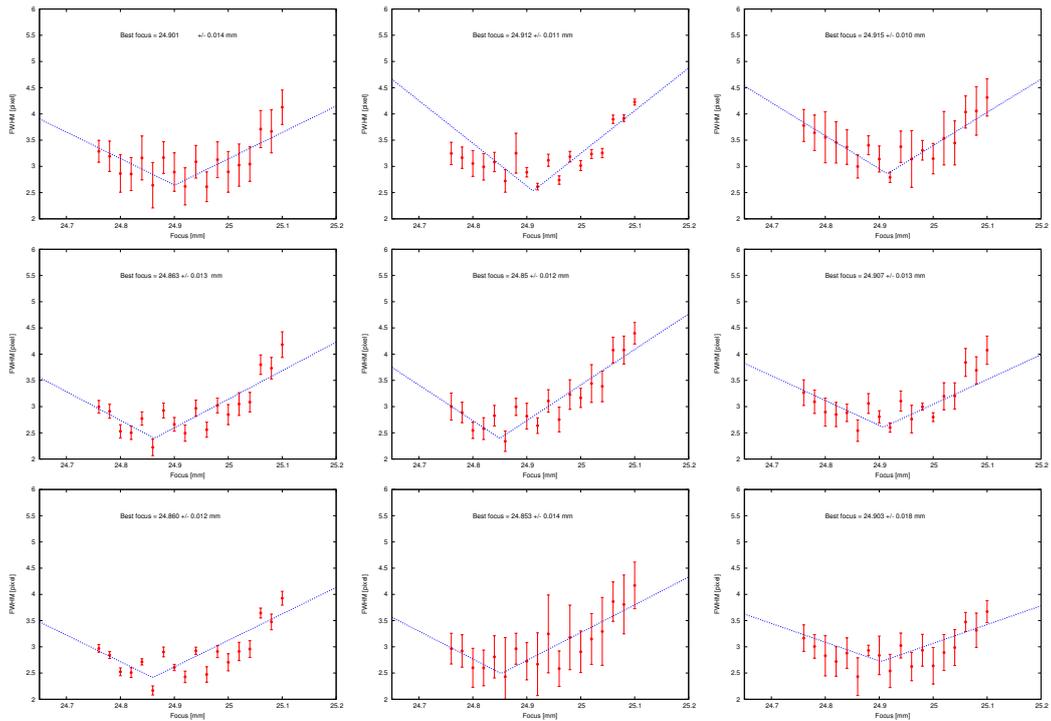


図 5: 0.9 における CCD サブフレームごとの結像性能とフォーカスとの関係。それぞれのグラフで横軸がフォーカス、縦軸が星像の psfFWHM。

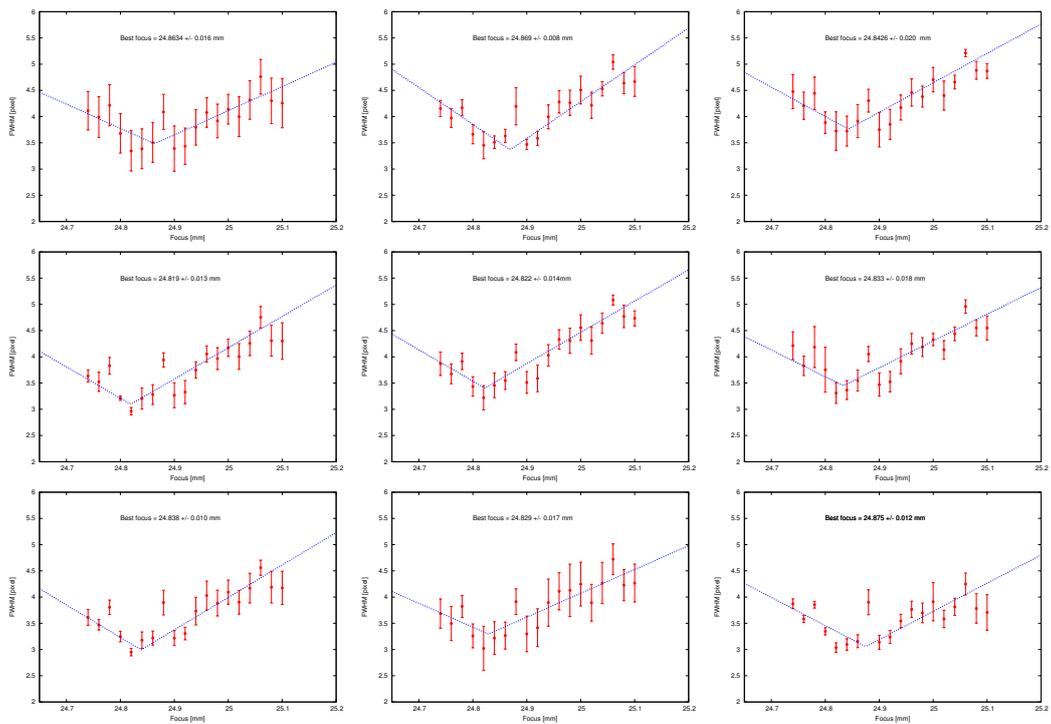


図 6: 0.0 における CCD サブフレームごとの結像性能とフォーカスとの関係。

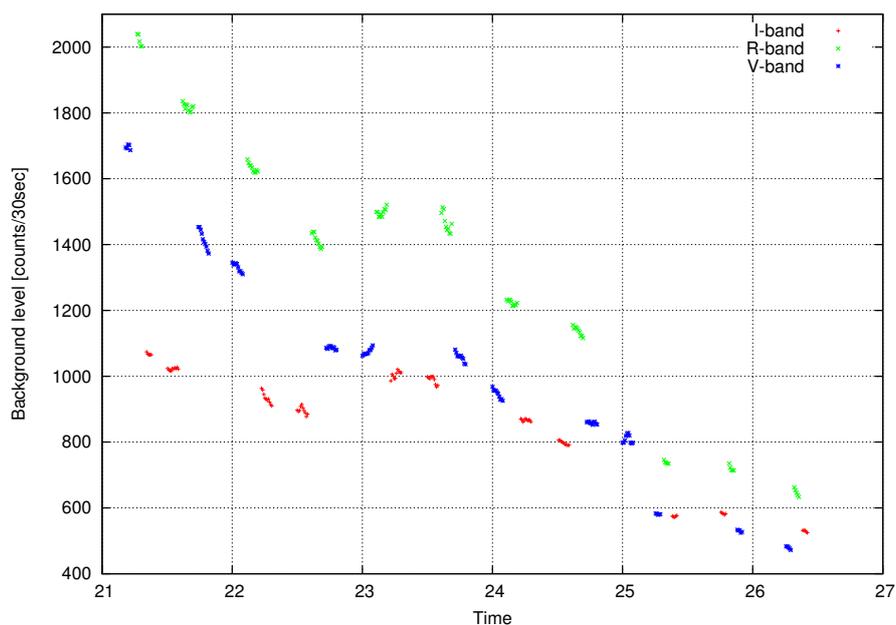


図 7: 測光観測時の Sky level の変化。25 時までの観測がシステム変換係数関連の測定。23 時から 23 時にかけて、薄雲の通過と思われる Sky の上昇が見られる。解析時にはこの時間帯のデータは除外した。観測対象は SA98 ある。25 時以降はバンド毎の限界等級測定である。天体は M67。この晩は月 (月齢 10) の影響で非常に空が明るかった。

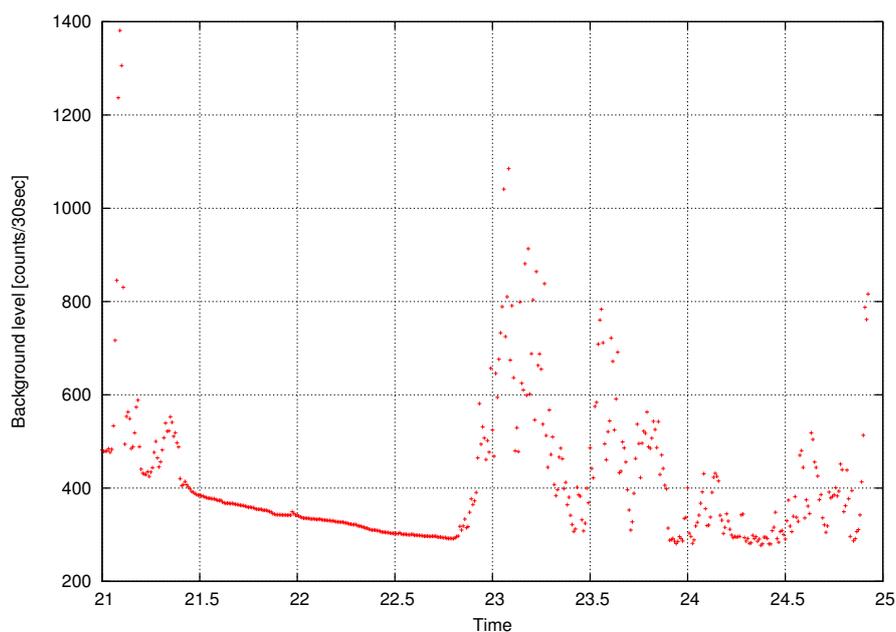


図 8: 測光観測時の Sky level の変化。限界等級の積分時間依存性試験は最も条件の良い 21:30 から 22:30 までの観測を利用した。限界等級のバックグラウンド依存性の測定は 23 時頃のデータを利用した。

関連図書

- [1] 浦田裕次 修士論文 2002
- [2] 国立天文台 “理科年表 2004”
- [3] 誠文堂新光社 “天文年鑑 2004”
- [4] 誠文堂新光社 “天文年鑑 2005”
- [5] 佐藤里江 修士論文 2004
- [6] 鈴木敬信 “天文学通論”
- [7] 鈴木素子 博士論文 2005
- [8] 横尾武夫 “新・宇宙を解く”
- [9] Fox et al. 2003, Nature
- [10] Fukugita et al. 1996 ApJ 111,4
- [11] Groot et al. 2009
- [12] Henden.A et al. 2003,GCN Circ. 2023
- [13] Klebesadel, Strong & Olson 1973
- [14] Lamb et al. 2001 A-ph/0108099v1
- [15] Landolt 1992 AJ 104, 3401
- [16] Lindsey E. Davis “A Reference Guide to IRAF/DAOPHOT Package” 1994
- [17] Lindsey E. Davis “A User’s Guide to the IRAF Apphot Package” 1989
- [18] Lindsey E. Davis “Spesication for the Aperture Photometry Package” 1987

- [19] Madau et al. 1998,ApJ, 498,106
- [20] Meegan et al. 1992
- [21] Ostriker & Gnedin 1996,ApJ,472,163
- [22] Philip Massey Lindsey E. Eavis “A User’s Guid to Stellar CCD Photometry with IRAF” 1992
- [23] Philip Massey “A User’s Guide to CCD Reductions with IRAF” 1997
- [24] W. Romanishin “An Introduction to Astronomical Photmetry Using CCDs” 2002
- [25] Rowan-Robinson 1999 A-ph/9906308
- [26] Sato et al. 2003

謝辞

本研究を行うにあたっては、非常に多くの方々お世話になりました。指導教官の河合誠之先生には、毎週のミーティングや、論文の添削など、大変丁寧な指導をして頂きました。片岡淳助手には、学部時代から検出器実験の教育をしていただき、その技術が本研究に活かされました。また、何度か徹夜の観測をともに行って頂きました。

国立天文台岡山天体物理観測所の吉田道利所長、データ解析で行き詰まった時に、非常にありがたいアドバイスを頂きました。同観測所の柳澤顕史氏には、IRAFの使い方から、観測方法まで、様々なアドバイスを頂きました。可視光観測のプロの皆様のご指導がなければ、この修論は完成していませんでした。

研究室においては、PDの古徳純一氏には良い相談役になっていただきました。鈴木素子氏には計算機周りの様々な Tips を伝授して頂きました。佐藤理江氏には、氷点下5の中、何度も観測の手伝いをして頂きました。本当にありがとうございました。有元誠氏、倉本祐輔氏には、研究中さまざまな協力をして頂きました。

また、東京工業大学天文研究部の皆様には、学部時代の生活場所から観測機器の貸与まで、幅広くサポートして頂きました。特に、天体写真の師匠である、16代の金政泰彦氏には、いろいろなところに観測に連れて行って頂き、星を点に写す難しさ、そして面白さを教えていただきました。本当にありがとうございました。

最後に、本研究を支えてくださった全ての皆様にお礼を申し上げたいと思います。