

CANGAROO-III 望遠鏡光学システムの性能評価

学生番号 : 35-36042
修士2年 木内 隆太

2004/1/6

目次

第1章	CANGAROO-III 実験	1
1.1	大気チェレンコフによる γ 線観測の原理	1
1.1.1	宇宙線の観測	1
1.1.2	γ 線と大気の相互作用	1
1.1.3	大気チェレンコフの観測	3
1.2	CANGAROO-III プロジェクト	4
1.2.1	主鏡部	5
1.2.2	信号検出部	7
1.3	以下の章について	7
第2章	望遠鏡の追尾精度	13
2.1	追尾精度全般	13
2.2	測定のセットアップ	14
2.2.1	冷却 CCD	14
2.2.2	CCD 視野の補正	14
2.3	4号機追尾精度の問題	16
2.4	4号機角度検出修理後の追尾精度測定	21
2.4.1	セットアップ・データの統計	21
2.4.2	解析結果	22
第3章	小型鏡の調整	27
3.1	光軸調整機構	27
3.1.1	小型鏡支持機構	27
3.1.2	小型鏡制御機構	28
3.2	小型鏡調整の原理・方法	29
3.2.1	小型鏡の取り付け、粗調整	29
3.2.2	現地での光軸調整作業	30
3.3	小型鏡調整後の最終結像性能	32
3.3.1	スポットサイズとその解析方法	32
3.3.2	結像性能と小型鏡調整精度の評価	33
第4章	望遠鏡の反射率	43
4.1	小型鏡の反射率の直接測定	44
4.1.1	小型鏡サンプルの分光光度計による反射率の測定	44
4.1.2	現地での簡易反射率計による反射率の測定	44
4.2	星像、星反射像を使った主鏡全体としての測定	46

4.2.1	基本的なアイデア	46
4.2.2	測定方法	48
4.2.3	スクリーンの反射率測定	50
4.3	解析結果	54
4.3.1	像の光量の計算	54
4.3.2	バックグラウンドの見積もり	55
4.3.3	相対的な望遠鏡の反射率	55
4.3.4	最終的な反射率	58
第 5 章	大気減光の測定	60
5.1	測定の意義・背景	60
5.2	測定方法	63
5.2.1	星の撮像	63
5.2.2	ジョンソンフィルターについて	65
5.3	考察	65
5.3.1	解析結果	65
5.3.2	観測地の気候条件及び今後に向けて	67
第 6 章	夜光の測定	74
6.1	測定方法	75
6.2	解析結果	77
6.2.1	I. CCD カウントでの夜光フラックス	77
6.2.2	II. 変換係数の導出	80
6.2.3	III. 夜光のフラックスの計算	82
第 7 章	まとめと今後の課題	88
第 8 章	APPENDIX	89
8.1	A.1 CCD のスペック	89
8.2	A.2 撮像フレームについて	90
8.2.1	ライトフレーム	90
8.2.2	ダークフレーム	90
8.2.3	バイアスフレーム	91
8.2.4	フラットフレーム	92

目次

1.1	宇宙線のエネルギーフラックス [1]	2
1.2	電磁シャワーの発達 [2]	3
1.3	チェレンコフ光の角度	4
1.4	地上で観測されるチェレンコフ光のスペクトル [13]	5
1.5	γ 線と核子宇宙線によるチェレンコフ光のイメージの違い	6
1.6	CANGAROO-III 望遠鏡のある場所	7
1.7	4 台の望遠鏡 (望遠鏡のナンバー及び稼働開始年月)	8
1.8	サイトの近くの様子	9
1.9	主鏡の構造・ステイ、トップリングの位置関係	10
1.10	小型鏡の配置図	11
1.11	カメラの写真	12
1.12	光電子増倍管 (PMT)	12
1.13	PMT の前面に付けられるライトガイド	12
2.1	測定セットアップ I : PMT カメラ脇に取りつけられた冷却 CCD ST5C	15
2.2	測定セットアップ II : 望遠鏡中心に取りつけられた冷却 CCD ST7E – 反射像を撮像する場合	15
2.3	測定セットアップ III : 望遠鏡中心に取りつけられた冷却 CCD ST7E – 直接星を撮像する場合	16
2.4	望遠鏡中心に取りつけられた CCD から見た、カメラ面に張られたスクリーンと LED マーカー	17
2.5	LED 中心の CCD 視野上の移動 (2004/3 月測定) —— 左上 : LED 中心 X 座標 VSEL 左下 : LED 中心 X 座標 VSEL 右上 : LED 中心 Y 座標 VSAZ 右下 : LED 中心 Y 座標 VSEL	18
2.6	2004/3 月時点の 4 号機の PMT カメラ面上の反射像中心の XY 分布。原点は PMT カメラ中心	19
2.7	AZ(横軸) と Δ AZ(縦軸) の関係	20
2.8	Azimuth 検出歯車の軸の曲がり (歯車の大きさ \sim 15cm)	21
2.9	追尾の軌跡	22
2.10	δ AZ と δ X の関係	23
2.11	PMT カメラ中心に対する反射像中心位置の分布 (原点は PMT カメラ中心、軸の単位は角度 (degree))	24
2.12	PMT カメラ中心に対する反射像中心 (X,Y) の AZ 依存性:上図 XvsAZ, 下図 YvsAZ	25
2.13	PMT カメラ中心に対する反射像中心 (X,Y) の EL 依存性:上図 XvsEL, 下図 YvsEL	26
3.1	二軸のステッピングモーターとシャフト	28

3.2	小型鏡の裏の調整機構	29
3.3	RELAY 回路–上下のボックス合わせて 60 枚分の小型鏡のモーターと接続	30
3.4	RELAY 回路、コントローラ、ドライバー、モーターの結線	31
3.5	CCD、RELAY 回路、PC 等のセットアップ図	34
3.6	小型鏡調整の手順のアルゴリズム	35
3.7	小型鏡の向きを変えた時の反射像の移動	36
3.8	小型鏡調整前のスクリーンに映った反射像	36
3.9	小型鏡調整後のスクリーンに映った反射像	37
3.10	2号機：反射像の XY スライス – 上図 X 方向スライス:下図 Y 方向スライス	38
3.11	3号機：反射像の XY スライス – 上図 X 方向スライス:下図 Y 方向スライス	39
3.12	4号機：反射像の XY スライス – 上図 X 方向スライス:下図 Y 方向スライス	40
3.13	2次元のフィット (2号機の反射像。図??と同じデータ) – 上図、撮像した反射像： 下図、2次元ガウシアンへのフィットの結果	41
3.14	2号機の結像性能の比較	42
3.15	3号機の結像性能の比較	42
4.1	地上で観測される大気チェレンコフ光のスペクトルと小型鏡の反射率	43
4.2	1号機のサンプル鏡の国立天文台で測定した反射率 (縦軸反射率)	45
4.3	アデレード大学で開発された簡易反射率計	46
4.4	1号機の小型鏡の反射率	47
4.5	2号機の小型鏡の反射率	47
4.6	3号機の小型鏡の反射率	48
4.7	4号機の小型鏡の反射率	48
4.8	スクリーン上に映った反射像	49
4.9	望遠鏡を少しずらして星を直接見ている様子	50
4.10	小型鏡の PMT カメラ面となす角度の分布	51
4.11	スクリーンの素材 [11]	51
4.12	スクリーンの反射率特性 [11]	51
4.13	ND フィルターの透過率：赤線 10%フィルタ、黒線 1%フィルタ、青線両者を掛け あわせた線	52
4.14	スクリーン上の反射像	53
4.15	レーザーの像	53
4.16	$\frac{S_{ref}}{S_{direct}}$ 黒点:実測値、赤点：小型鏡の入射角度に対応した外挿値	54
4.17	星像のスライス	55
4.18	スクリーンのバックグラウンドの導出 I	56
4.19	スクリーンのバックグラウンドの導出 II	56
4.20	相対的な反射率	57
4.21	望遠鏡の反射率	59
5.1	シャワーの発達と高度の関係 [15]	60
5.2	大気高度とオゾンの数密度 [18]	63
5.3	U.S. 標準大気. いずれも横軸高度. 縦軸は左上:気温、右上:気圧、左下:空気密度	64
5.4	ジョンソンフィルターの透過率 (カタログ仕様)[17]	65

5.5	国立天文台で測定したジョンソンフィルターの透過率	66
5.6	U,B,V の波長域による大気減光の様子	68
5.7	大気透過率の比較 I: 星印が測定点, 破線がシミュレーション (desert model)、実線が測定点からのフィッティング結果	69
5.8	大気透過率の比較 II: Modtran の計算モデルによる違い. 縦軸は大気透過率. 横軸は波長	70
5.9	2004 年の観測時の月平均温度 (左上)、湿度 (右上)、気圧 (左下)、水蒸気量 (右下) の推移	71
6.1	夜光のスペクトル [20]	75
6.2	Crab 領域の夜光の計算に使用した視野:赤枠 11/7 測定, 青枠 11/8 測定	76
6.3	Crab OFF 領域の夜光の計算に使用した視野:11/7 測定	77
6.4	NGC253 領域の夜光の計算に使用した視野:赤枠 11/7 測定, 青枠 11/8 測定	78
6.5	NGC253(11/7 測定) の CCD カウントのヒスト (300 秒露光)	79
6.6	NGC253(11/7 測定):CCD の視野	80
6.7	図??で計算から除いた CCD ピクセル (黒色)	80
6.8	11/6 測定: dark region I(赤),II(黒) の夜光量 (CCD カウント/pixel/sec). 横軸は EL(上図)/AZ(下図)	81
6.9	11/7測定:NGC253,Crab の夜光量 (CCD カウント/pixel/sec). 横軸は EL(上図)/AZ(下図)	82
6.10	11/8測定:NGC253,Crab の夜光量 (CCD カウント/pixel/sec). 横軸は EL(上図)/AZ(下図)	83
6.11	ST5C の量子効率 (赤点: 読み取り値、緑線: 計算値)	84
6.12	ST7E の量子効率 (赤点: 読み取り値、緑線: 計算値)	84
6.13	ST5C フィルター毎の透過率 × 量子効率	85
6.14	ST7E フィルター毎の透過率 × 量子効率	85
6.15	ST5C Conversion factor	85
6.16	ST7E Conversion factor	86
6.17	2004/11/6 測定:dark region I,II の夜光量 ($photons/cm^2/str/sec$). 横軸は EL(上図)/AZ(下図), 緑線はジェリーの値	86
6.18	2004/11/7 測定:NGC253、Crab の夜光量 ($photons/cm^2/str/sec$). 横軸は EL(上図)/AZ(下図), 緑線はジェリーの値	87
6.19	2004/11/8 測定:NGC253、Crab の夜光量 ($photons/cm^2/str/sec$). 横軸は EL(上図)/AZ(下図), 緑線はジェリーの値	87
8.1	バイアスフレームのヒストグラム	91
8.2	ST5C+50mm レンズ+V フィルターでのフラットフレーム	92
8.3	ST7E+50mm レンズ+V フィルターでのフラットフレーム	93
8.4	フラットフレームボックス内側	94
8.5	フラットフレームボックス外側	95

表目次

1.1	望遠鏡の主なスペック	9
2.1	2004/10月に行われた追尾精度測定の実測値と仕様の比較	23
3.1	スポットサイズの比較 (ガウシアン・シグマ) 単位は全て degree	33
5.1	高度と大気厚みの関係	64
5.2	2004年10月：大気減光測定の実測値と仕様の比較	72
5.3	ジョンソンフィルター特性の実測値と仕様の比較	73
6.1	2004年度理科年表に掲載されている夜光量. 単位は $10^{-9} \text{erg/cm}^2/\text{sec}/\text{str}/\text{A}^\circ$	74
6.2	2004/11月に行われた夜光測定の統計	76
8.1	CCDのスペック	89

概要

CANGAROO-IIIグループは、南天で大気チェレンコフ光を通じて γ 線天体の観測を行なっている。特に複数の望遠鏡によるステレオ観測が行なわれるようになったので、以前に比べてより精度の高い観測結果が得られると期待される。それにともなって、観測データの解析に欠かせない光学系及び大気のパラメータを知ることがますます重要になっている。

2004年10月に望遠鏡のメンテナンスが行なわれたので、その期間冷却 CCD カメラを用いて様々な測定が行なった。

その測定の内容は、大きく分けて四つに分ける事ができる。望遠鏡の追尾精度の測定、望遠鏡の主鏡の反射率の測定、大気透過率の測定、夜光の測定である。これらの測定は以前にも行なわれた事はあるが、今回は測定に当てられる期間が以前に比べて長くとれたのでデータの統計、あるいはその精度が上がっていることが期待された。

それぞれのデータの解析から以下のような事がわかった。

望遠鏡の追尾精度は RMS で一分以内であることが確認された。望遠鏡の反射率の測定から、2号機、3号機、4号機の主鏡の反射率が見積もられてそれぞれ約 63%, 72%, 85% になった。大気の透過率は星の光の減光の様子から算出して、その結果をシミュレーションの結果と比べるとミー散乱があまりないモデルが一番よく観測地の大気状態に近いことがわかった。夜光はいくつかの視野について測定を行なった。その結果夜光の量として使用している値に対して明るい領域ではその2倍程度になることがわかった。

最後に本論文に書かれている測定及びデータの解析の大部分は自ら行なったものであるが、特に解析のアイデアについては、CANGAROO グループの先人達のアイデアを使用させてもらっていることを明記しておく。

第1章 CANGAROO-III実験

1.1 大気チェレンコフによる γ 線観測の原理

1.1.1 宇宙線の観測

宇宙線は HESS による発見以後様々な形で研究が行なわれて来たが、いまだに謎が多く、未解決の問題が多々残されている。その中の一つとして、高エネルギー宇宙線はどこから来たか、どこで加速されているのかという問題がある。最近では、高エネルギー宇宙線の起源として超新星残骸が注目されている。これは超新星爆発によって生まれた衝撃波が宇宙線を加速しているとする考え方である。但し衝撃波では宇宙線のある程度以上のエネルギーには加速できないとされており、現在観測されている $10^{16} eV$ 以上のエネルギーを持った宇宙線の加速原理やその源についてわかっていない。

宇宙線のフラックスはエネルギーの巾乗で落ちている事が知られている (図 1.1)。そのためある程度以上のエネルギーの宇宙線になると、フラックスが減少するので現在の所は衛星の面積、感度から考えて衛星では観測はできない。そのため $\sim 100 GeV$ 以上のエネルギー領域の宇宙線の観測は地上で行なわれている。宇宙線の起源を知るには、宇宙線の到来方向を知る必要がある。しかし、宇宙線の中でも陽子など電荷を持ったものは宇宙空間の磁場によって運動している軌道が曲げられ、到来方向の情報を失ってしまう。そのため宇宙線の中でも γ 線を捉える必要がある。

1.1.2 γ 線と大気の相互作用

宇宙 γ 線が大気に突入すると、大気と相互作用により電磁シャワーを作り出す。これは電磁波から電子対生成により電子・陽電子が作られ、その電子・陽電子が制動放射により電磁波を放出するプロセスが繰り返される現象である (図 1.2)。電磁シャワーの発達とともに電子の数は増えて行くので、一つの電子の持つエネルギーは減って行くことになる。大気を走行する電子は電離損失によりエネルギーを失っていくが、電離損失は電子の持つエネルギーが低くなるほど効いてきて、やがて制動放射によるエネルギー損失と同等になるとシャワーの発達が止まる。元の宇宙 γ 線の入射エネルギーとシャワーの発達高度の関係を表した図が図 5.1 である。シャワーの発達のピークは高度 10km と言われている。

電磁シャワー中の粒子、主に電子・陽電子は大気を走行中にチェレンコフ光を放射する。チェレンコフ光は物質中を運動する荷電粒子が物質中の光速よりも大きな速度を持っているときに放出する光で、定性的には衝撃波と同じ原理で理解できる。物質中の荷電粒子の測定を β 、物質の屈折率を n 、荷電粒子の運動方向からのチェレンコフ放射の角度を θ と置くとこれらは式 1.1 の関係で

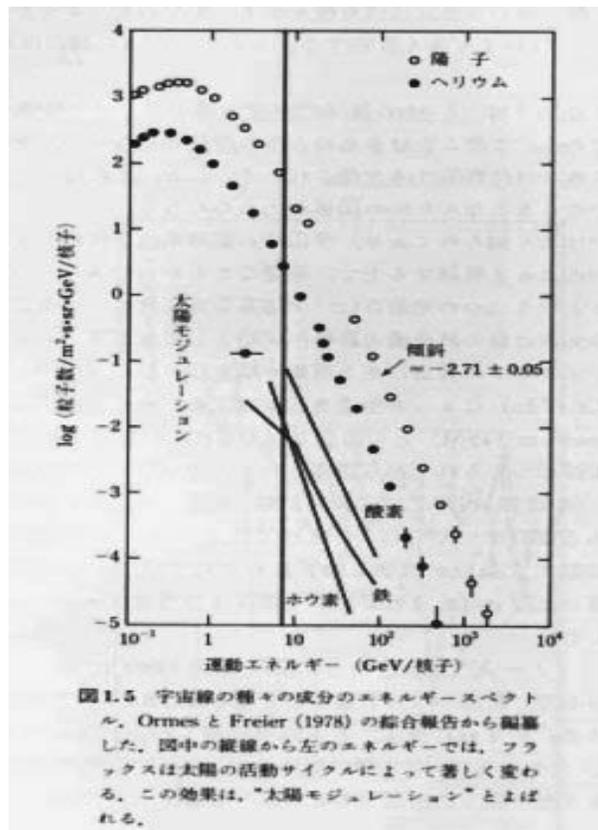


図 1.1: 宇宙線のエネルギーフラックス [1]

結ばれている。

$$\cos \theta = \frac{1}{n \cdot \beta} \quad (1.1)$$

図 1.3 にその幾何学的な関係を載せた。具体的に、空気の屈折率を 1.00029、 β をほぼ光速とみなして 1 とおいて角度 θ を計算すると、 $1^\circ.38$ になる。従って高度 10km でチェレンコフ光が発生した場合、地上では半径 $\sim 100m$ のリング上にチェレンコフ光が来ることになる。また荷電粒子として電子を想定すると、電子がチェレンコフ光を放射できる臨界エネルギーは 20MeV となる。大気チェレンコフ光の特徴としては、波面の位相 (到来時間) が揃っていること、フラックスのスペクトルが波長の 2 乗分の $1(\frac{1}{\lambda^2})$ に比例していること挙げられる。従って波長の短い方がチェレンコフ光のフラックスが大きい、大気の吸収があるので地上で観測されるチェレンコフ光のスペクトルは図 1.4(シミュレーション) のようになりスペクトルのピークが波長にして 300~400nm になる。

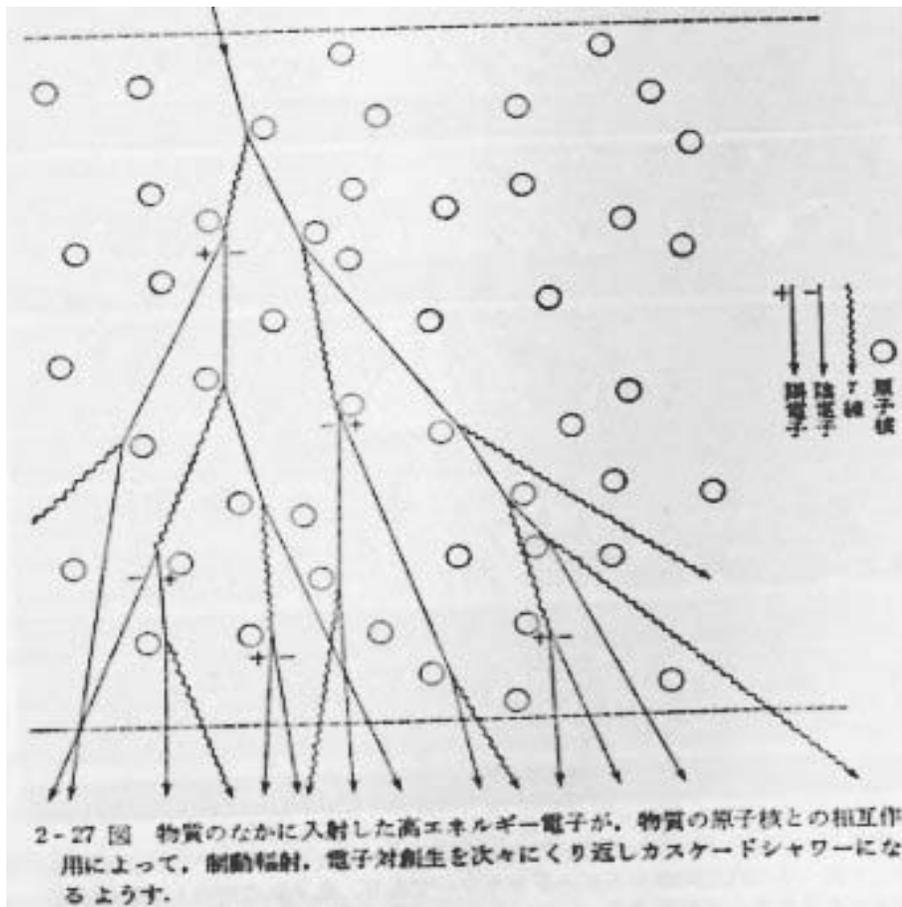


図 1.2: 電磁シャワーの発達 [2]

1.1.3 大気チェレンコフの観測

γ 線が大気に突入して起こす電磁シャワーからのチェレンコフ光を観測する望遠鏡は解像型大気チェレンコフ望遠鏡と呼ばれる。望遠鏡としての特徴は、微弱なチェレンコフ光を捉えるために大面積の反射鏡を用いること、反射鏡の焦点に光電子増倍管をアレイに並べたカメラを置き、望遠鏡に対して off-axis で入射してくるチェレンコフ光のイメージを捉えるということである。イメージには広がりがあるため広い視野をもつカメラが必要になり、それとともなって発生する光学的な収差を小さくするために F 値の大きな光学系になっている。チェレンコフ光のイメージを作るものは γ 線だけでなく、陽子などの核子宇宙線がある。核子と大気の反応課程は、最初に強い相互作用により π を作りその中で中性の π^0 が 2γ に崩壊する。この後電磁シャワーを形成するのは宇宙 γ 線と同じである。最初の課程の差で、核子宇宙線と γ 線のチェレンコフ光のイメージの形が異なることがわかっている (図 1.5)。特にイメージを楕円に見立てた時に、楕円の長軸と楕円の重心とカメラの視野中心を結ぶ線とのなす角度 ($= \alpha$ と呼ばれる) が核子宇宙線の場合にはランダムな値を取るのに対して、 γ 線の場合には 0° に集中するという違いが生じる。このイメージの差を利用して γ 線に対するバックグラウンドとなる核子宇宙線によるチェレンコフ光を解析で選

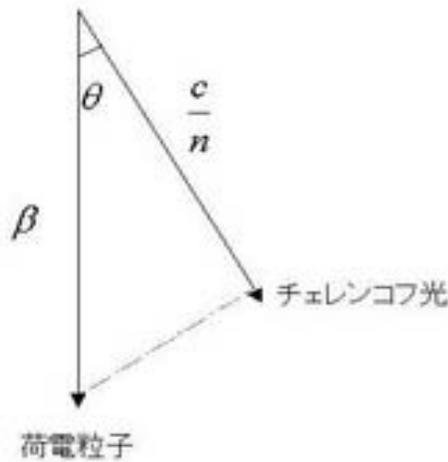


図 1.3: チェレンコフ光の角度

別する。この他のバックグラウンドとしては夜光が考えられるが、チェレンコフ光に比べて夜光は DC 成分であるため観測でえられたシグナルの時間情報を利用して除くことができる。解像型大気チェレンコフ望遠鏡とイメージの解析 (イメージング法) によって大気チェレンコフ光を通じた宇宙線の観測を行なっている。CANGAROO-III で観測を行なってきた天体は、NGC0253(スターバースト銀河)、銀河中心、超新星残骸 RXJ0852-4622,RXJ1713-39,Crab パルサーなどがある。

1.2 CANGAROO-IIIプロジェクト

以下では CANGAROO-III のプロジェクト及び望遠鏡の紹介を行う。

CANGAROO とは、"Collaboration of Australia and Nippon for Gamma-ray Observatory in the Outback" の略称である。大気チェレンコフ光の観測を通じて高エネルギー宇宙 γ 線を捉え宇宙線の起源を探るのが目的である。

望遠鏡のある場所 (図 1.6) はオーストラリアの砂漠地帯である (東経 $136^{\circ}47'$, 南緯 $31^{\circ}06'$)。地理的な特徴としては、砂漠にあるため観測の邪魔になる人工光が少ない事、晴天率が 80% と天候が良いことが挙げられる。また南天に位置することから銀河系天体の観測に適している。CANGAROO-III プロジェクト以前には CANGAROO-I, CANGAROO-II というプロジェクトのもと大気チェレンコフ光の観測が行なわれた。CANGAROO-I は口径 3.8m の望遠鏡での観測であった。観測期間は 1992 年から 1998 年までにわたり多くの γ 線天体を観測してきた。CANGAROO-II では、望遠鏡の改良が行われて 2000 年から口径 10m の望遠鏡での観測が行われた。口径の拡大により微弱なチェレンコフ光の観測が可能になり従って観測できる宇宙 γ 線のエネルギースレッショルドを引き下げた。CANGAROO-II では前に挙げた NGC0253、銀河中心、超新星残骸 RXJ0852-4622, RXJ1713-39 などの観測が行なわれた。CANGAROO-III に入って、3 台の望遠鏡を CANGAROO-II の望遠鏡に加えて合計 4 台の望遠鏡でのステレオ観測 ($\sim 2004/3$) を行っている。ステレオ観測

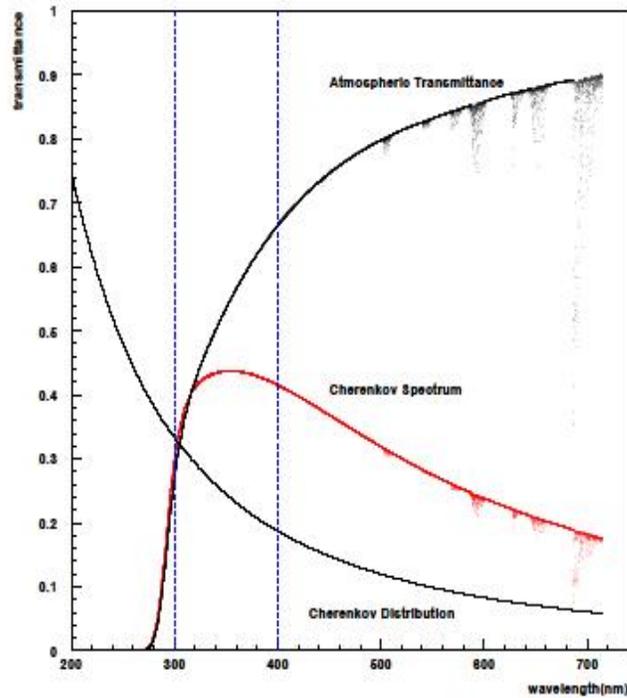


図 1.4: 地上で観測されるチェレンコフ光のスペクトル [13]

のメリットは、複数の望遠鏡で見ることにより角度分解能が向上すること $\sim 0^\circ.1$, 複数の望遠鏡のシグナルのコインシデンスをとることによる S/N の向上とそれにともなう観測のエネルギーレスショルドの引き下げ $\sim 100\text{GeV}$ などがあげられる。

望遠鏡の製作順序から、CANGAROO-II の望遠鏡は 1 号機、CANGAROO-III に入って建てられた望遠鏡を 2 号機、3 号機、4 号機と呼んでいる。4 台の望遠鏡の写真 (図 1.7) と望遠鏡の近くの風景の写真 (図 1.8) を挙げておく。図 1.7 では 4 台の望遠鏡は全て南を向いて静止している。望遠鏡間の距離は約 100m でありこれはチェレンコフ光の広がり方が考慮されている。望遠鏡は経緯台式望遠鏡である。以下で望遠鏡を主鏡部と信号検出部に分けて紹介する。

1.2.1 主鏡部

主鏡部は直径 80cm の球面小型鏡 114 枚を放物面に敷き詰めて構成されており、口径は 10m, 焦点距離は 8m である。後述する PMT カメラは焦点面に取り付けられており、主鏡から伸びている 4 本の柱 (以降、"ステイ" と呼ぶ) で支えられている。ステイの先には PMT カメラを留めるためのリング (以降、"トップリング" と呼ぶ) が設置されている。主鏡と 4 本のステイ、トップリングの位置関係の様子が図 1.9 である。また主鏡上の小型鏡の配置図が図 1.10 である。図 1.10 の小型鏡の間に書き込まれている A1~D6 は小型鏡を取りつけるパネルの名称でありパネルの範囲は点線で区別した。パネルは全部で 15 枚あり、パネルには小型鏡調整の所で後述する小型鏡の

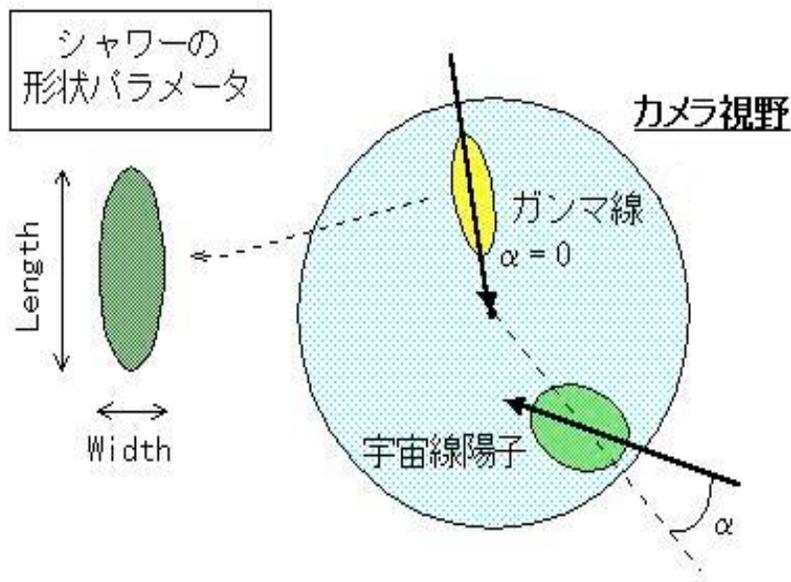


図 1.5: γ 線と核子宇宙線によるチェレンコフ光のイメージの違い

光軸を動かすための二組のモーター・アクチュエーター及びシャフトが取り付けられている。

世界の空気チェレンコフ望遠鏡の反射鏡の形は、回転放物面型か Davies-Cotton 型に分かれていて、CANGAROO グループは回転放物面を採用している。回転放物面型の主鏡の形状は放物面であり Davies-Cotton 型は球面である。それぞれの特徴は以下の通りである。回転放物面型は入射光を放物面の焦点に集めるため、入射光が放物面のどの部分にあたっていても焦点までの光路長が等しく焦点での光は位相の揃ったものになる。Davies-Cotton 型は、球面であるため上記のような位相の一致は期待できない。一般に PMT カメラの視野が広いことからコマ収差が発生し結像精度が落ちる。即ち視野の端にいくほどコマ収差が大きくなるが、Davies-Cotton 型の方がより結像精度が良い [3]。

小型鏡は硬質の発泡材を FRP シートと接着シートで交互に積み重ねたもので挟み、表面に反射体としてアルミニウムシートを貼り、オートクレーブの中で加圧しながら焼いて作成された。アルミニウムが水分によって酸化するのを防ぐためにその上からフッ素樹脂のコーティングをほどこしてある ([3])。

ここで FRP (Fiber Reinforced Plastics) とは繊維と樹脂でプラスチックを補強することによって強度を著しく向上したものである。その特徴は軽くて丈夫であるということで主鏡部全体を軽量化して望遠鏡の動作速度を上げること、重力変形を抑えることという目的にかなっている。その他に FRP は宇宙関係をはじめとして、自動車、鉄道などの分野で用いられている。使われる繊維の違いにより、GFRP (ガラス繊維), CFRP (カーボン繊維) に分かれ、CFRP は強度が優れているので同じ強度であれば重量を軽くすることが可能である。一方 GFRP は形状の自由度が高いと言われている。 ([4])



図 1.6: CANGAROO-III 望遠鏡のある場所

1.2.2 信号検出部

信号検出部は、主鏡の主焦点に置かれた PMT カメラと PMT カメラの信号を処理するエレクトロニクスからなる。

カメラは PMT427 本 (ピクセル) で構成され、PMT は図 1.11 のように六角形細密充填に敷き詰められている。PMT 一本当たりの視野は $0^\circ.168$ であり、全体の視野は約 4° になる。PMT の時間分解能は 1ns 以下であり、チェレンコフ光のパルス幅 $\geq 5\text{ns}$ に比べて十分な分解能を持っている [5]。また個々の PMT に対して別個に High Voltage をかけることができる。PMT は光電子増倍管 (R3479) と光電子増倍管からのシグナルをさらに増幅するプリアンプが一体となっている (図 1.12)。光電面はバイアルカリで作られていて、チェレンコフ光のスペクトルの強い、波長にして $300\sim 400\text{[nm]}$ で感度が高くなっている。全ての PMT の増幅率が 2×10^5 (プリアンプ込みで 1.2×10^7) になるように調整されている。

PMT の前面にはライトガイドが取り付けられており、PMT どうしのすき間を補間している。ライトガイドは Winston cone 型を使用していて、これはライトガイドに対する光の入射角度がある一定以上のものを全てライトガイドの外に反射してしまう設計になっている。CANGAROO-III の望遠鏡の場合は、反射鏡の一番端 (例えば、図 1.10 で鏡番号 109) の小型鏡からカメラへの光の入射角度は $\sim 32.5^\circ$ であり、ライトガイドは角度 33° 以上の光を反射する仕様に設計されている [5]。エレクトロニクスは個々の PMT の光量、タイミングを ADC、TDC で記録する。ADC のゲート幅は 100ns である。また観測と同時に環境データの取得も行なわれている。環境データは PC のシステムクロック、GPS からとられた MJD、望遠鏡の追尾情報、気温・湿度・風速・露点などの大気状態、HV の値などからなる。

表 1.1 に 4 台の望遠鏡のスペックを紹介しておく。

1.3 以下の章について

この後の章から主に 2004 年に行なわれた冷却 CCD を用いた測定・解析がメインになるが、それぞれの章について簡単に紹介をしておく。



図 1.7: 4 台の望遠鏡 (望遠鏡のナンバー及び稼働開始年月)

2 章は望遠鏡の追尾精度測定について書いた。4 号機の建設が 2004 年 3 月に終了したが、その際に測定した追尾精度が今までの望遠鏡に比べて遥かに悪いことがわかった。そのため修理・メンテナンスが 2004 年 10 月に行なわれたので、再度追尾精度測定を行なった。

3 章は小型鏡の調整の仕組みでこれは主に参考文献 [3], [9] を参考にしながらまとめてみた。

4 章は望遠鏡の反射率の測定について書いた。1 号機の小型鏡のサンプルについては反射率が測定されてきたが、主鏡全体の反射率の測定を今回始めて行なったのでそれを中心に書いた。

5 章は大気による減光の測定について書いた。その中で特にシミュレーションの部分などは完全に参考文献 [16] から引いてある。

6 章は夜光の測定についてで、これも以前に測定・解析の結果が存在する。今回は主に光学系の改良をおこなって測定を行なったので、以前の結果に比べて精度の良い結果になっていることは間違いない。しかし解析の筋道は完全に参考文献 [3] を踏襲した。



図 1.8: サイトの近くの様子

		1号機	2-4号機
主鏡	形状	回転放物面	回転放物面
	焦点距離	8[m]	8[m]
	口径	10[m]	10[m]
	面積	57[m ²]	57[m ²]
小型鏡	形状	球面鏡	球面鏡
	枚数	114	114
	口径	80[cm]	80[cm]
	材質	CFRP	GFRP
カメラ	形状	正方形	六角形細密充填
	視野	2.7°	4°
PMT	ピクセル数	552	427
	ピクセルサイズ	0.115°	0.168°

表 1.1: 望遠鏡の主なスペック

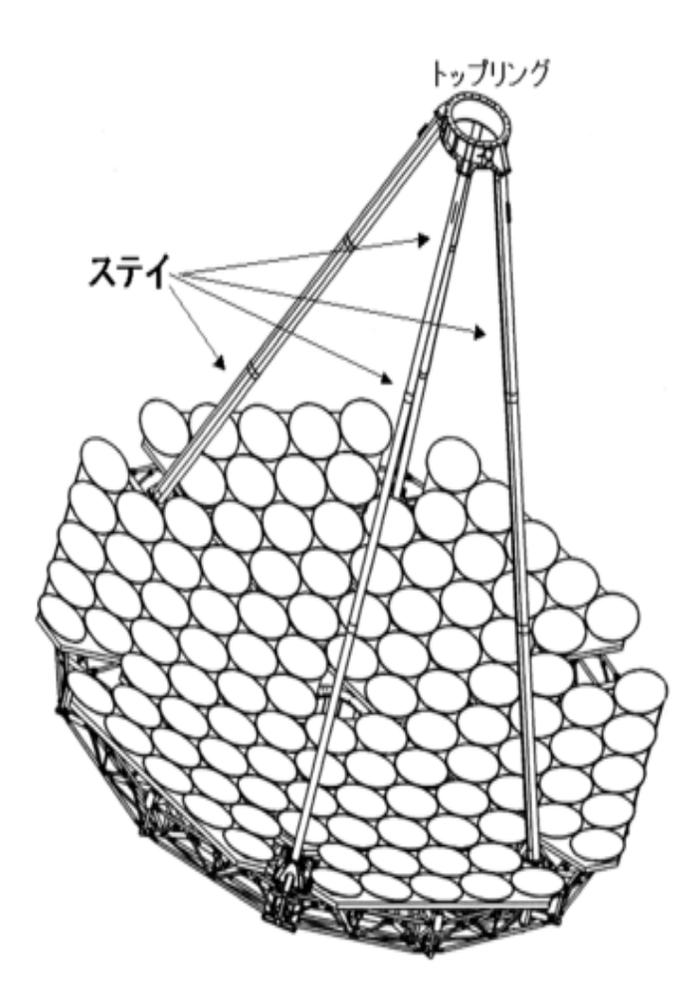


図 1.9: 主鏡の構造・ステイ、トップリングの位置関係

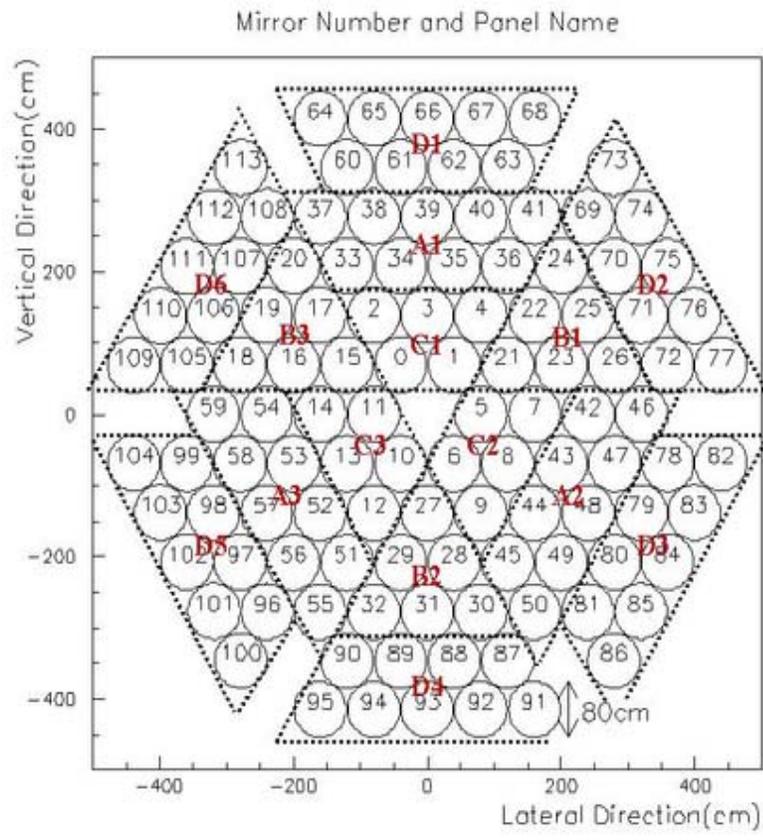


図 1.10: 小型鏡の配置図



図 1.11: カメラの写真



図 1.12: 光電子増倍管 (PMT)



図 1.13: PMTの前面に付けられるライ
トガイド

第2章 望遠鏡の追尾精度

この章では自分が担当した CANGAROO-III4 号機の追尾精度測定とその解析結果について述べる。

2.1 追尾精度全般

望遠鏡の追尾性能とは視野内の天体の位置の決定精度である。従ってオフラインでの補正も含めた追尾精度が良いことは、 γ 線天体のマッピングの作成に直接効いてくる。ステレオ観測においては複数台の望遠鏡のイメージからシャワーの到来方向、発達高度を決めて行くわけであるが、到来方向は望遠鏡の追尾している方向から計算されるものなので、到来方向の決定精度は追尾精度によっていて、追尾精度が角度分解能より悪い場合には、良い天体のマッピングができない。しかしその場合でも、追尾精度は PMT のサイズより小さければ、観測される信号には影響は与えない。従ってオフラインで追尾している方向の補正が可能ならばこのレベルでの追尾精度で十分と言える。

他の解像型空気チェレンコフ観測のグループを例にとると、北半球カナリア諸島に望遠鏡があった HEGRA グループは HEGRA の望遠鏡の PMT のピクセルサイズ 0.2445 度に対して追尾精度が $\sim 0^\circ.05$ から $\sim 0^\circ.3$ であった。しかし、星を追尾した後、その反射像をカメラ上 (PMT 上) で動かし、PMT の反応を見ることにより追尾方向のずれを測定するキャリブレーションを行っている。このキャリブレーションを全方位 (AZ, EL) でまんべんなく行うことにより、追尾の補正関数を求め、これを適用することにより追尾精度として 25 秒以下になるとしている [6]。また南半球のナミビアに望遠鏡のある HESS では、上記の HEGRA の方法 (補正関数) に加えて、常時 CCD を望遠鏡に取りつけておき星を観測中にモニターし、通常の補正関数で補正した後に残っている追尾のずれ、主に風、振動等再現性の低い要素に起因するずれを補正している [7]。

我々 CANGAROO-III の望遠鏡本体は追尾精度が一分以下になるように設計・建設されている。望遠鏡本体の建設の時点で、建設を担当した三菱電機通信機製作所が (ユーザー側の検出器 – 具体的には PMT カメラなどセットアップを抜いた状態で) 高度/方位角の回転部分の検出角度が設計図通りであることを測量で確かめている。三菱によって保証されている追尾精度一分以内という値に対して、我々は測量後主焦点に PMT カメラを付けその状態で追尾精度の測定をした。これにより主鏡部・鏡の変形も含めた追尾精度の確認ができる。1 章で述べたように、CANGAROO の望遠鏡は PMT カメラ全体の視野が 4° と広いため視野のはじめで光学的な収差を生じることは免れない。この収差の影響を小さくするために、主焦点までの距離を長くとり F 値を大きくしている。結果として PMT カメラの重量が重いこともあって PMT カメラのトルクは設計限度いっぱいになっている。このため PMT カメラの主鏡に対するたわみ (ステイのたわみ) が望遠鏡の追尾する方位角 (以下では単に AZ と書く)、高度 (以下では単に EL と書く) によって生じる可能性がある。また天体を追尾していくと望遠鏡を縦横に動かしながら追尾していくことになるので、水

平方向、垂直方向それぞれの追尾の精度を測定する必要がある。今回は4号機についての測定を詳しく取り上げるが、参考のために過去に行われた2号機/3号機についての追尾精度測定の結果を最後に併記する。またスポットのカメラ面に対する相対位置も求め今後の解析に使う。

2.2 測定のセットアップ

2.2.1 冷却 CCD

追尾精度測定に際して冷却 CCD を使用した。これは他の章で説明する測定についても同じことが言えるので、ここで冷却 CCD のセットアップについて紹介しておく。

手持ちの冷却 CCD は、SBIG 社製の 'ST7E' と 'ST5C' の 2 種類で各種測定の場合状況に応じて使い分けた。簡単な特徴としては、ST7E はチップの面積が ST5C に比べて大きくしたがってより広視野であること、また ST5C は ST7E に比べてボディーが小さいことである。このことから望遠鏡中心に CCD を取りつけるときには ST7E を使用し、PMT カメラ脇に取りつけるときには ST5C を使用した。CCD の取り付け位置とその撮増対象は大きく分けて 3 種類ある。PMT カメラ脇に ST5C を取りつけたときは、CCD の視野には夜空以外の障害物が無く直接星や夜空を CCD で撮像した (図 2.1)。以降このセットアップをセットアップ I と呼ぶ。望遠鏡中心に ST7E を取りつけた時は、PMT カメラ面にスクリーンを取りつけて小型鏡による反射像を撮像する場合と (セットアップ II 図 2.2)、トップリング (PMT カメラを支えるリング) の間から直接星を撮像する場合 (セットアップ III 図 2.3) の二通りに分かれる (PMT カメラがインストールされていないという限定された条件のもとのみで可能である)。セットアップ II では CCD の向きを少しずらすことによって PMT カメラの脇の夜空を CCD 視野内にいれることが可能である。この方法を使用してセットアップ II で望遠鏡の反射率の測定時には星を直接 CCD で撮像し、夜光の測定では PMT カメラ脇の夜空を夜光フラックスを計算する際に使用した。

CCD を使用した測定では、CCD の操作 (冷却、撮像、データの読みだし等) は Linux PC を使用して行った (SBIG 社の CCD カメラは標準では Windows に対応している)。CCD と PC の通信はパラレルケーブルを使用した。さらにこの PC をネットワークでモニター用の PC と結ぶことにより遠隔で CCD を制御した。時刻の情報は CCD の撮像の度に、ntp サーバー PC (この PC は時刻を GPS からとってきているので結果的に GPS から) から時刻を問い合わせた。PC 環境を含めた全体図は 5 章の 3.5 と基本的に同じである。違いは RELAY 回路が無いことである。それぞれの CCD の詳しいスペック・特徴については APPENDIX を参照のこと。

2.2.2 CCD 視野の補正

測定セットアップ II では CCD の望遠鏡への固定の仕方の限界から、CCD を望遠鏡に取りつける指支部従って CCD 自身が望遠鏡を動かすことによって上下左右に傾いていることが以前からわかってきた。EI を上げてゆくとその傾向が顕著に見える。このため PMT カメラ面のスクリーンのそばに何か参照点になるような目印を設けて、CCD が傾くと CCD の視野がずれるが、上記の

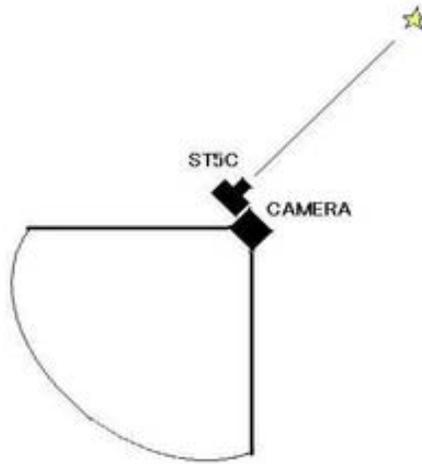


図 2.1: 測定セットアップ I : PMT カメラ脇に取りつけられた冷却 CCD ST5C

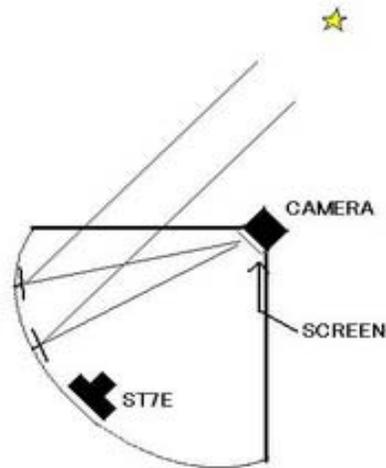


図 2.2: 測定セットアップ II : 望遠鏡中心に取りつけられた冷却 CCD ST7E – 反射像を撮像する場合

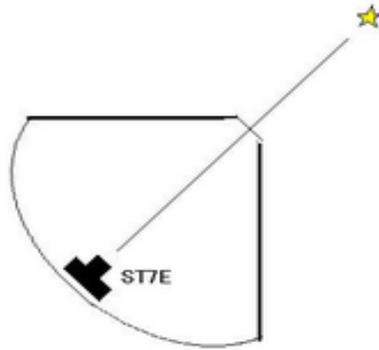


図 2.3: 測定セットアップ III : 望遠鏡中心に取りつけられた冷却 CCD ST7E – 直接星を撮像する場合

目印もともにすれるので CCD の視野のずれが補正できる。望遠鏡の追尾精度測定では CCD の視野のずれを補正するものとして LED を使用した。CCD の感度が高い波長 (赤色) の LED を PMT カメラを支えている外側のリングに二つ取り付け、CCD で得られる画像に LED の像を映し込んだ。二つの LED の中心点の PMT カメラの中心に対する相対位置は常に一定であるので、二つの LED と反射像の位置関係を計算することによって PMT カメラ面上の反射像の位置を計算した。図 2.4 にはカメラ面に張られたスクリーンとともに、リングの外側に二つの LED が光っている様子が映っている (中央に映っているのが反射像)。実際に二つの LED の中心の CCD 視野上を動いている様子が図 2.5 である。(縦軸は単位は CCD から見た角度)

2.3 4号機追尾精度の問題

2004/3 月に、4号機建設直後に4号機の追尾精度測定が行われた。測定方法は測定セットアップ II と III の両方で行なった。二つの方法の測定で追尾精度は縦方向 (Y 方向) に関しては問題はなかったが、明らかに横方向 (X 方向) の追尾精度が一分を越えていることがわかった。特に測定セットアップ II の測定から、反射像の中心位置が PMT カメラ中心に対して図 2.6 のように分布する。分布の RMS を計算すると、X 方向の RMS は $0^{\circ}.08$ であり、Y 方向の RMS は $0^{\circ}.076$ で、Y 方向は一分以内の精度であるにも関わらず、X 方向は Y 方向の 10 倍はあり一分を越えている。反射像の X(横) 方向の分布のカメラ中心からのずれを X_0 として (図 2.6 では約 $0^{\circ}.1$)、 X_0 からの像中心 (X 方向) のずれ δX を望遠鏡の指向している AZ のずれ ΔAZ に直すには、その時の望遠

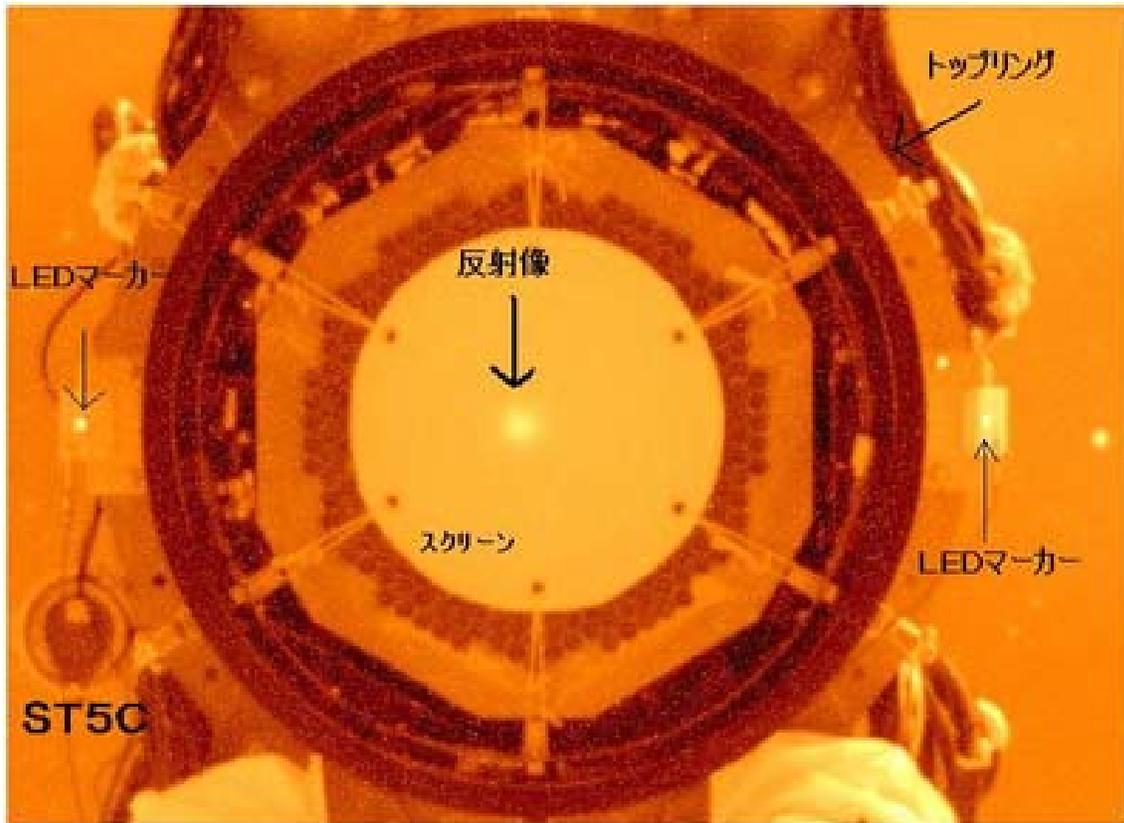


図 2.4: 望遠鏡中心に取りつけられた CCD から見た、カメラ面に張られたスクリーンと LED マーカー

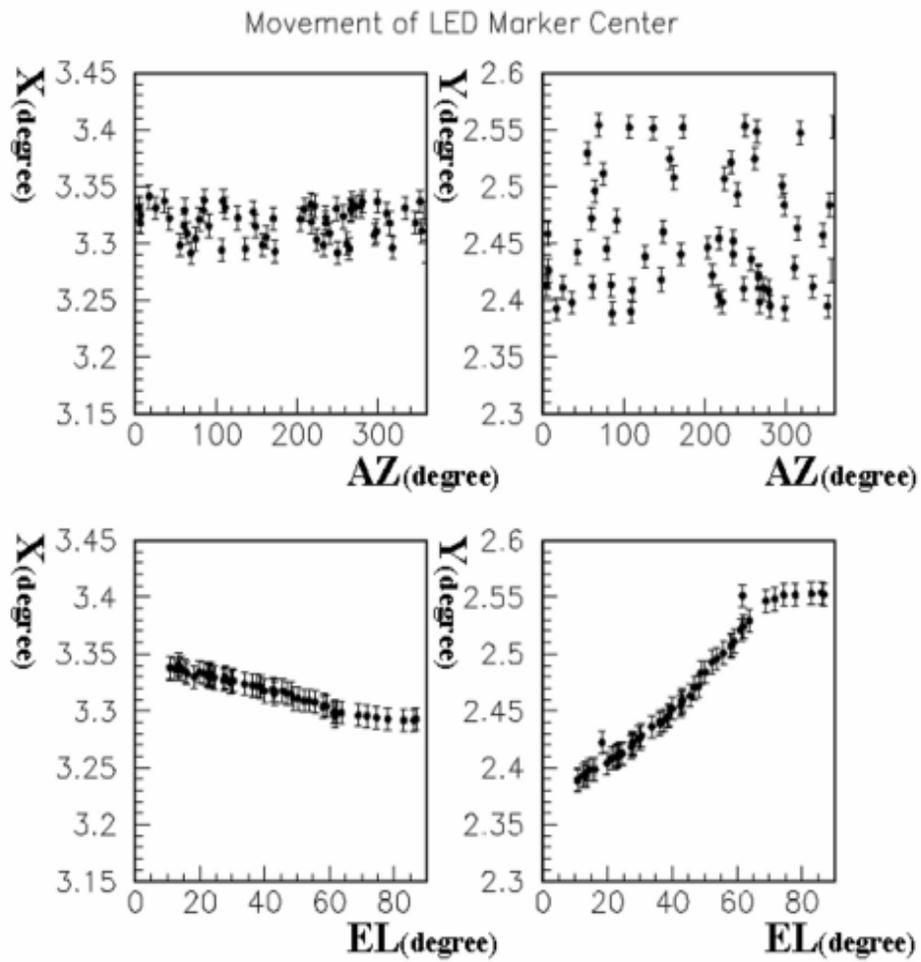


図 2.5: LED 中心の CCD 視野上の移動 (2004/3 月測定) —— 左上: LED 中心 X 座標 VSEL
 左下: LED 中心 X 座標 VSEL 右上: LED 中心 Y 座標 VSAZ 右下: LED 中心 Y 座標 VSEL

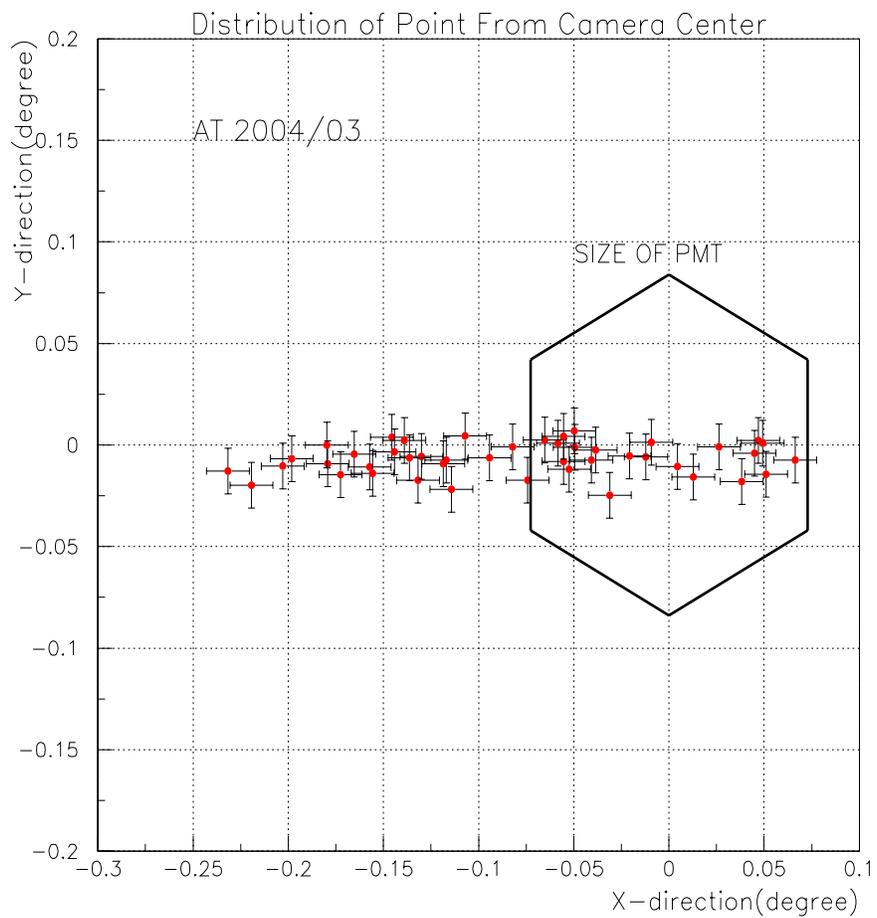


図 2.6: 2004/3 月時点の 4 号機の PMT カメラ面上の反射像中心の XY 分布。原点は PMT カメラ
中心

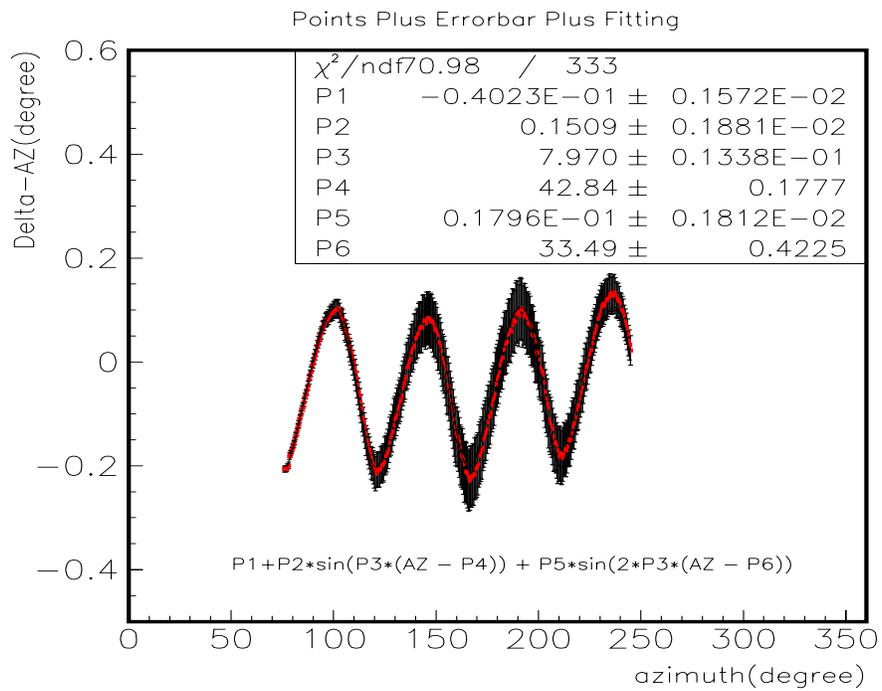


図 2.7: AZ(横軸) と ΔAZ (縦軸) の関係

鏡の向いている高度を EL として以下のような関係式を用いる。

$$\Delta AZ = \frac{\delta x}{\cos EL} \quad (2.1)$$

横軸を追尾する AZ , 縦軸を追尾する AZ からのずれ ΔAZ でプロットを作ると周期関数 (sin 関数) の重ね合わせのような周期性があることがわかった。2004 年 6 月に測定セットアップ I (図 2.1) の方法によってさらに詳細な追尾精度測定が行われた。その解析結果が図 2.7 に当たり、上記の縦軸 ΔAZ , 横軸 AZ のプロットと周期関数を重ね書きしてある。周期関数として Fitting に用いた関数は、二つの sin 関数の重ね合わせ、

$$P_1 + P_2 \cdot \sin(P_3 \cdot (AZ - P_4)) + P_5 \cdot \sin(2 \cdot P_3 \cdot (AZ - P_6)) \quad (2.2)$$

で、これはフーリエ分解の 2 項目までに相当する。振動の周期は約 45 度、振幅は約 0.15 度であることがわかった。(2004 年 6 月の測定は測定セットアップ I に当たるので、カメラが全く CCD の視野には入らない。このことから X_0 は一度 X_0 を決めて上記のフィッティングを行ないその χ^2 が最も小さくなる X_0 を採用した)

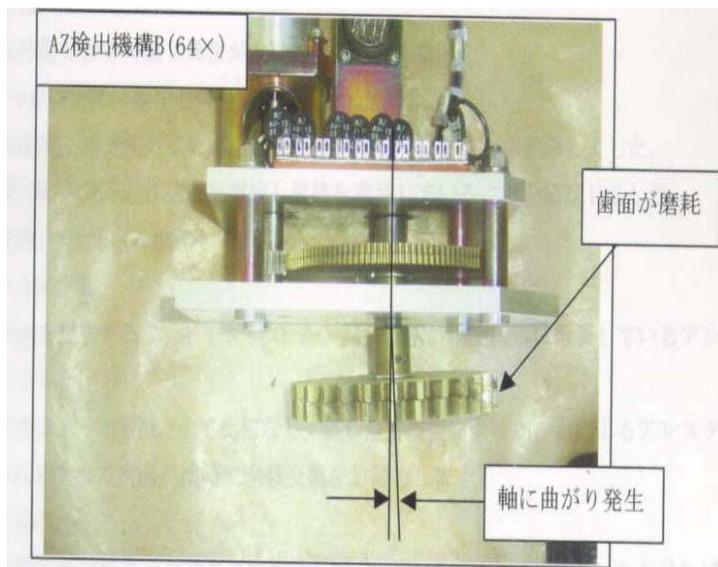


図 2.8: Azimuth 検出歯車の軸の曲がり (歯車の大きさ ~15cm)

周期 45 度という手がかりから、このずれの原因は Azimuth ギアの横に取りつけられている Azimuth 検出のための歯車がわずかに傾いていたためであることが分かった (図 2.8)。この歯車は AZ 歯車が 45 度回転すると一周する 8 分の 1 ギアである。この歯車の傾きは測量後に何らかの事故等によって損傷を受けたためと思われる。この歯車を取り換える修理が三菱によって 2004 年の 10 月に行われた。そして改めて 4 号機追尾精度の測定が行われることになった。

2.4 4号機角度検出修理後の追尾精度測定

2.4.1 セットアップ・データの統計

2004 年 10 月に望遠鏡のギアの修理前 (測定 A)、修理後 (測定 B)、さらに望遠鏡の Azimuth 原点調整後 (測定 C) の 3 回に渡って測定が行われた。

2004/3 月あるいは 6 月に見えていた反射像中心の X 座標の AZ 依存の振動の有無をみるという目的から振動の 1 周期分、即ち AZ45 度の範囲で頻度高く撮像して像の位置を測定するという方針のもとで行った。実際に追尾精度測定 B、C で望遠鏡が向いた方向 (AZ、EL) 軌跡を天球上に書いてみると図 2.9 のようになる (青色が測定 B、赤、黒が測定 C)。

測定データを表 2.1 に載せた。

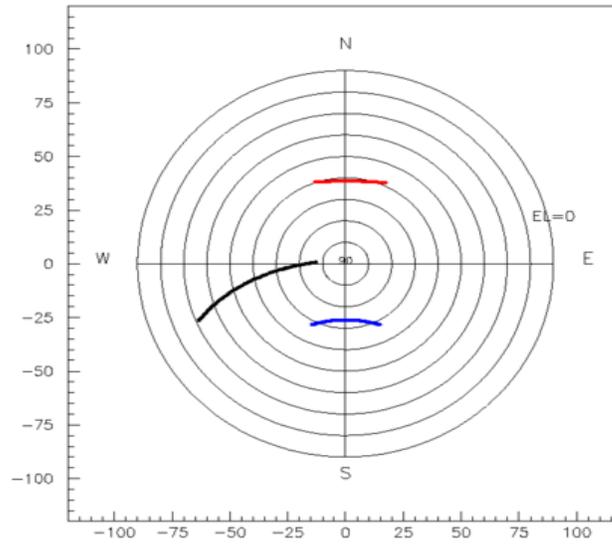


図 2.9: 追尾の軌跡

2.4.2 解析結果

表 2.1 のデータセットのうち測定 A からは以前 (2.7) と同じような AZ 振動が確認された。以下ではギア修理後に行なわれた測定 B-1、測定 C のデータ解析結果について述べる。解析方法はスクリーンに映った反射像の中心座標 (X、Y)、二つの LED マーカーの中心座標 (LED_X, LED_Y) をフィッティングで求め、別途求めた二つの LED 中心の PMT カメラ中心からのずれからカメラ中心に対する反射像中心の位置を計算した。測定 B では望遠鏡の AZ 原点が $0^\circ.38$ ずれていることが三菱から報告されていたのでその補正を加えてある。一般に AZ 原点が δAZ だけずれているときは、X 方向に加える補正量 δX は望遠鏡が向いている方向の高度を EL として、

$$\delta X = -\delta AZ \cdot EL \quad (2.3)$$

と計算される (図 2.10 参照)。以上の計算から各反射像中心のカメラ中心に対する位置の分布を示したのが図 2.11 になる。同様に反射像中心の X 座標、Y 座標を縦軸に AZ, EL を横軸にプロットした図が図 2.12, 2.13 になる。図 2.12, 2.13 中の色分けは図 2.9 と同じである。特に顕著な依存性は見られないが、強いて言えば Y 方向の EL 依存性がわずかにあるように見える。これはおそらく望遠鏡を目標点に追尾したときに、大気屈折の補正がわずかに違うことによるのではないかと推測される。

図 2.11 から X、Y 方向の反射像中心分布の RMS を求めると、

$$\begin{aligned} \text{RMS}_x &= 0^\circ.0053 \pm 0^\circ.0002 \\ \text{RMS}_y &= 0^\circ.0049 \pm 0^\circ.0002 \end{aligned} \quad (2.4)$$

日時	測定方法	撮像間隔	データ数
測定 A 10/18	測定方法 II	AZ 0.3 度刻み	95 点
三菱、ギア修理 (望遠鏡の AZ 原点調整前)			
測定 B-1 10/25	測定方法 II	AZ 0.8 度刻み	69 点
測定 B-2 10/25	測定方法 I	AZ 0.5 度刻み	110 点
三菱、AZ 原点調整後			
測定 C 10/27	測定方法 II	AZ 0.5 度及び 1 度刻み	98 点

表 2.1: 2004/10 月に行われた追尾精度測定の結果

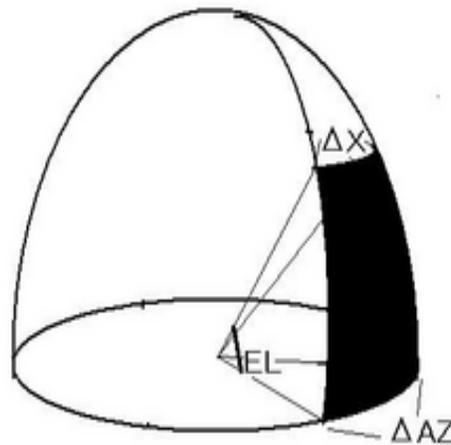


図 2.10: δAZ と δX の関係

となり、4号機の追尾精度は一分以下であることがわかった。

また4号機の小型鏡の光軸調整は、望遠鏡のAZに対する揺れの中で行われ(当初は原因がわからなかった)、反射像のPMTカメラ面上での位置が刻一刻と変化する中で初期にPMTカメラ中心に合わせた位置が光軸の中心になってしまった。従って、Y方向の位置は問題はないが、X方向の光軸中心の位置はずれている。光軸のPMTカメラ中心に対する位置は、X方向が $-0^{\circ}.090$, Y方向が $-0^{\circ}.020$ に来ていることが今回の測定で改めて確認された。

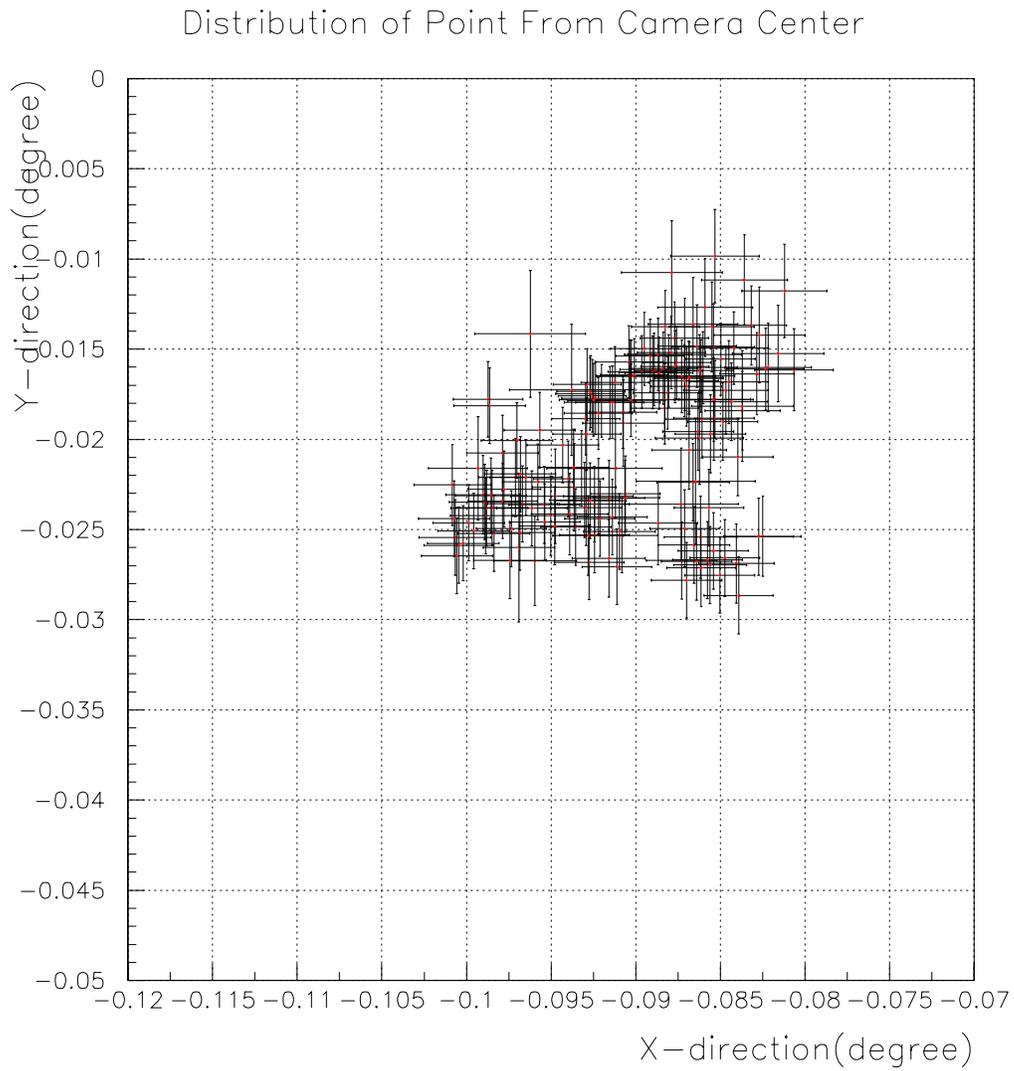


図 2.11: PMT カメラ中心に対する反射像中心位置の分布 (原点は PMT カメラ中心. 軸の単位は
角度 (degree))

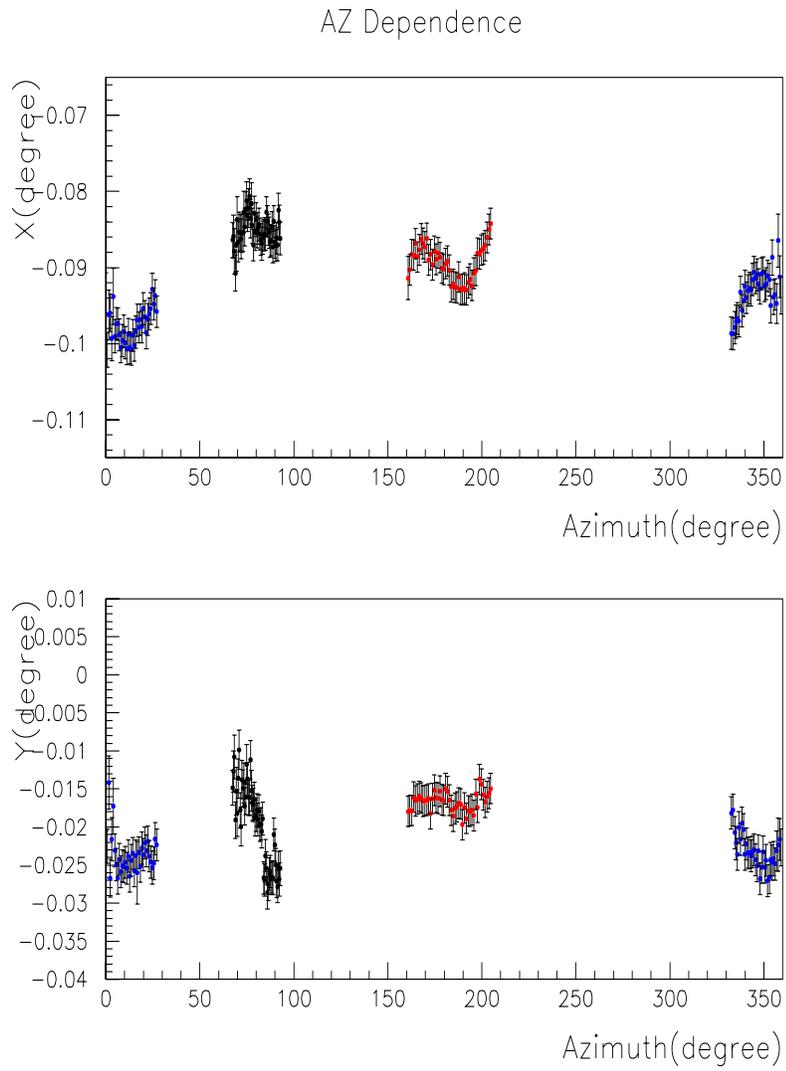


図 2.12: PMT カメラ中心に対する反射像中心 (X,Y) の AZ 依存性:上図 $X vs AZ$, 下図 $Y vs AZ$

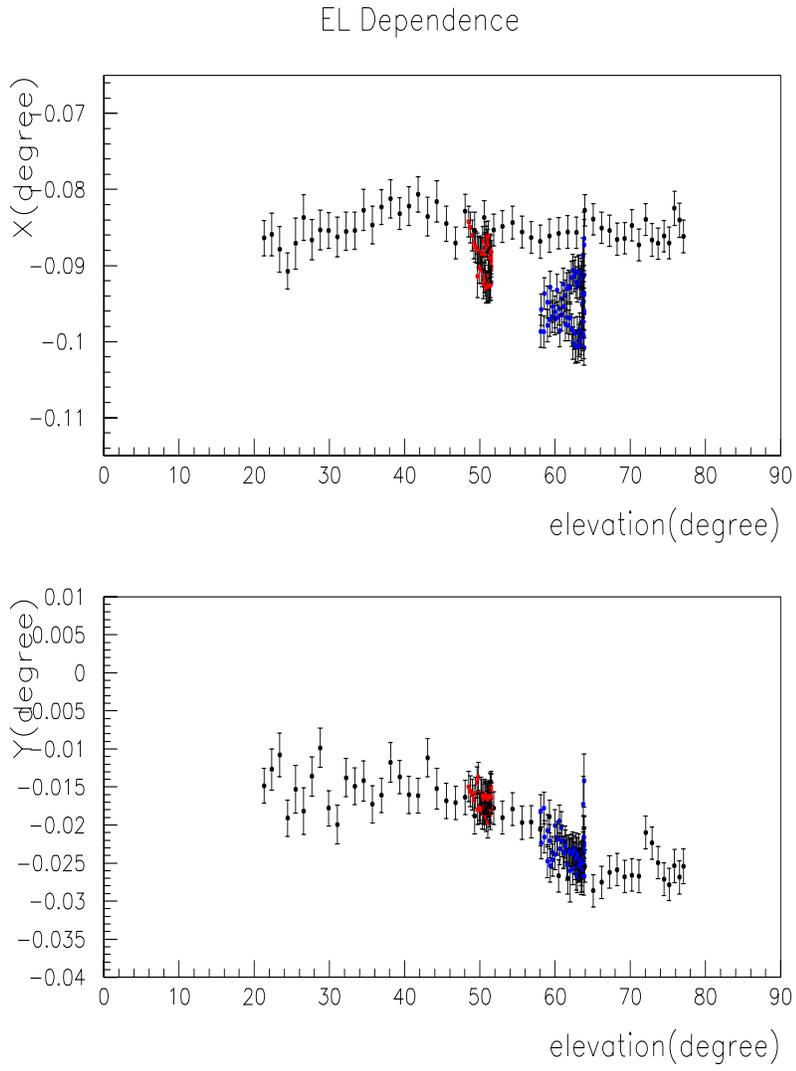


図 2.13: PMT カメラ中心に対する反射像中心 (X,Y) の EL 依存性:上図 $X vs EL$, 下図 $Y vs EL$

第3章 小型鏡の調整

一台の望遠鏡の主鏡部は、114枚の小型鏡で構成された複合鏡である。主鏡部の土台は15枚のパネルで形成されており(図1.10)口径は10mになる。その上に直径80cmの小型鏡が配置されており、個々の小型鏡の光軸は各小型鏡の裏に設置されている二組のモーター・アクチュエーターで制御を行なっている。この章では小型鏡の光軸の調整方法を中心にその作業内容及び最終的に得られたスポットサイズについてまとめた。

3.1 光軸調整機構

3.1.1 小型鏡支持機構

小型鏡の裏には”ボス”と呼ばれる円板形をした金属の土台が取り付けられている(以下各用語などについては図3.1,3.2を参照)。そのボスの中心には“ユニバーサルジョイント”と呼ばれる小型鏡をパネルに固定する金具が取り付けられている。さらにボスの中心から離れた所に四つのシャフトがボスに直に当たっており、その内の二つのシャフトは、ステッピングモーターにリニアアクチュエーターシャフトを取りつけた(以下単にモーターと呼ぶ。)構造になっていて、ステッピングモーターのステップ数(回転)に合わせてアクチュエーターのシャフトが上下する仕組みになっている。残り二つのシャフトはバネ構造になっており、ユニバーサルジョイントとともに小型鏡を計5点で支えている。ボスのシャフトが当たる接点にはわずかな溝が掘られてあり、シャフトの当り部分がすべらないようになっている。

主鏡部の中心を原点、主鏡部の動径方向及びそれに直交する回転方向をそれぞれ極座標の呼称を使って r 方向、 θ 方向として、二つのモーターをモーターを動かしたとき小型鏡の面が r 方向に動くものを r 方向モーター、同様に小型鏡の面が θ 方向に動くものを θ 方向モーターと呼ぶ。二つのモーターが光軸を動かせる方向は直交していて、二つのモーターを独立に動かすことによって光軸をどの方向にも動かすことができる。小型鏡の裏から見た小型鏡支持機構が図3.1である。さらに図3.2が小型鏡をシャフト(モーター)の上に載せた写真である。

(光軸とモーターの動作の関連性)

ステッピングモーターとは決まったステップ角度ずつ回転するモーターで、パルスを与えることによって回転角、回転角度を制御できるものである。小型鏡調整機構で用いられているステッピングモーターは、角度(位置)分解能が良いこと、再現性がよいこと、特に低速でトルクが大きいこと(小型鏡が一つ7kg余りであることから必要な条件である)、静止してからのずれが小さいこと、という特徴を備えたものを使用している。具体的にステッピングモーターと小型鏡の光軸の動きの関連は以下のようにになっている。

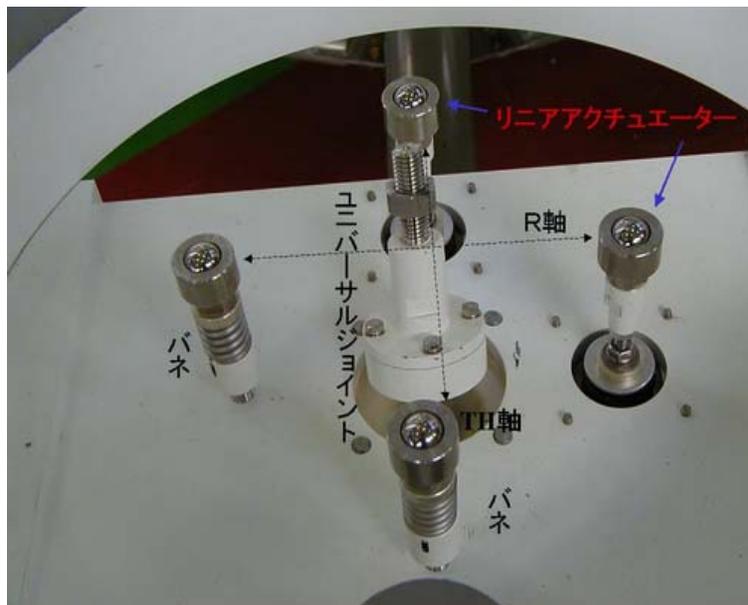


図 3.1: 二軸のステッピングモーターとシャフト

ステッピングモーターに1パルス送られると、アクチュエーターのシャフトが $0.2\mu\text{m}$ 上下し、シャフトのボスに当たっている位置がボスの中心から 8cm でなので、角度にして約 $1^\circ.43 \times 10^{-4}$ だけ小型鏡の面の向きを変える。(原理的にはそうであるが、実際にはリニアリティーの問題から必ずしもこの数字どおり動くわけではない。)

アクチュエーターシャフトの対となるバネシャフトのバネの稼動範囲が $\pm 2\text{mm}$ より、小型鏡の光軸の向きは $\pm 1^\circ.43$ の範囲で変えることができるようになっている。主焦点面上での小型鏡による反射像の動く角度は小型鏡の光軸の移動角の2倍であるので $\pm 2^\circ.86$ の範囲で動かすことが可能であり小型鏡による反射像を PMT カメラ面上のどの位置にも動かせるような仕様になっている。モーター・アクチュエーターの動作のリニアリティーは検証されており、反射像の位置の再現性がスポットサイズに比べて十分小さいこと ($0^\circ.02$ 以下) が調べられている [3]。

3.1.2 小型鏡制御機構

ステッピングモーターの制御は電氣的信号によって行なわれている。具体的にはステッピングモーターに送るパルスはドライバーによって送られ、パルスの種類などのドライバーの制御はコントローラによって行われる。コントローラへのアクセスは LinuxPC からシリアルラインを通じて行われる。コントローラ (オリエンタルモーター社、EMP402-2) は二つのドライバーを同時に (山洋電気、PMM-BA-4803-1) 接続ができるタイプを基本的には用いていて、1つの小型鏡の r, θ 両方のモーターを同時に操作する。

一つの小型鏡にはステッピングモーターが二つついているので、主鏡全体として $114 \times 2 = 228$ 個のモーターを制御する必要がある。そのため "RELAY 回路" と呼ばれるライン切替え機を使

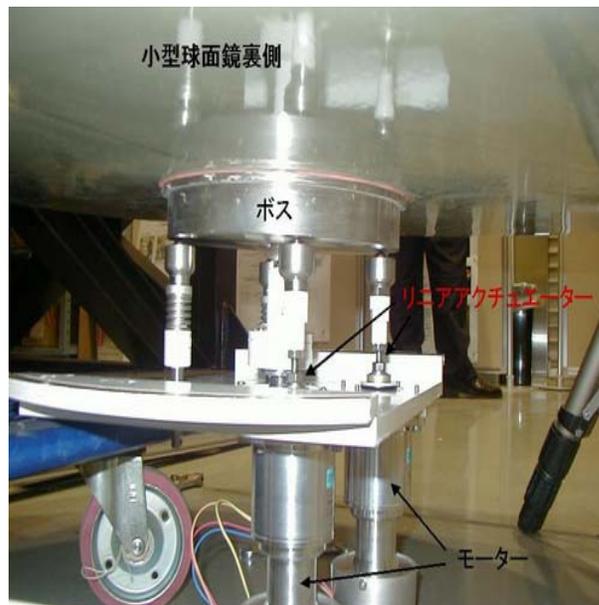


図 3.2: 小型鏡の裏の調整機構

用している。一つで 60 チャンネル分のラインとつながっていて、この中から 1 チャンネルを選択し通信ができる仕組みになっている。この装置を 2 台使用することにより r, θ 二つ組みで 60 枚分の小型鏡を一度に制御することができる。228 個のモーターからのケーブルは一か所に集められており、そのうちの半数が RELAY 回路と結線できる (図 3.3)。RELAY 回路でのチャンネルの切替えは、PC から CCP バスを通して CAMAC 規格の通信により制御される。まとめると一枚の小型鏡の光軸を動かすには、RELAY 回路によって動かす小型鏡を選択し、その小型鏡の二つのモーターにシリアル通信で信号を送って光軸の向きを変えるという方法をとった。その概要図を図 3.4 に示した。

3.2 小型鏡調整の原理・方法

3.1 章で小型鏡の光軸の動かし方を述べたが、ここでは実際の小型鏡光軸の調整方法について書いておく。

3.2.1 小型鏡の取り付け、粗調整

個々の小型鏡の主鏡への取り付け位置から、予め各小型鏡の光軸の向き、従ってそれに必要となるシャフトの高さが計算されるので、日本 (今田) で (小型鏡が取り付けられていない) パネルのみの状態でシャフトの高さを測量によって決めて、そのままオーストラリアに出荷している。具体的には小型鏡製作時のボスの小型鏡裏への取り付け精度を考慮してシャフトの高さを 1mm 以

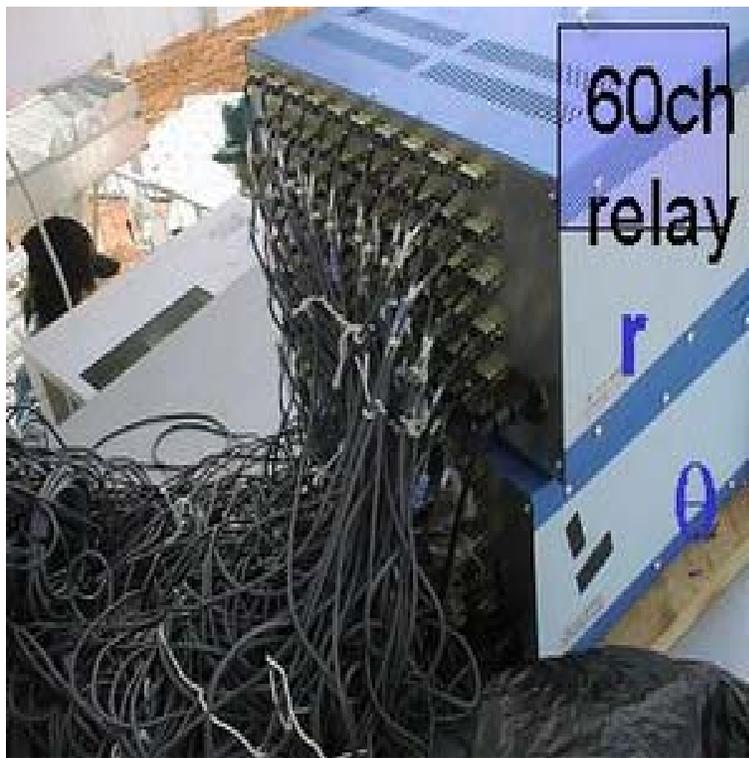


図 3.3: RELAY 回路–上下のボックス合わせて 60 枚分の小型鏡のモーターと接続

下の精度で決め、これによってオーストラリアで小型鏡をパネルに取りつけた段階で、各小型鏡の光軸が少なくとも PMT カメラ面上内に収まるようにしている [3]。

オーストラリアでは主鏡部の土台となるパネルの組み立てを行なった後に、出荷されてきた 114 枚の小型鏡の主鏡 (パネル) への取り付けが行われた。(望遠鏡を真上に向けた上で、クレーンで望遠鏡傍まで運ばれてきた小型鏡を地面から持ち上げてパネルまで持って行き、そこで固定された。)

3.2.2 現地での光軸調整作業

各小型鏡の光軸は PMT カメラ面上に散らばっているので、オーストラリア (現地) で光軸を一点に集める作業を行なった。PMT カメラの中心に光軸中心を合わせる必要があることから、作業自体は PMT カメラが主焦点にインストールされてから行なった。

光軸調整の作業は、個々の小型鏡による主焦点面上 (PMT カメラ面上) の反射像を PMT カメラ中心に集めることを基本にしていて、そのために PMT カメラ面上にスクリーンを貼り、星を追尾して小型鏡による反射像をスクリーンに映しだし、それを CCD カメラを用いて撮像した (測定セットアップ II)。作業の主なセットアップは図 3.5 の通りである。

個々の小型鏡のスクリーンに映った像を PMT カメラ中心に動かすようにモーターを制御するわけであるが、スクリーン上でどの像がどの小型鏡によるものかを同定する必要があり、そのために以下の方法をとった。一枚 CCD でカメラ面全体の画像を撮像する。次に目的の小型鏡一枚

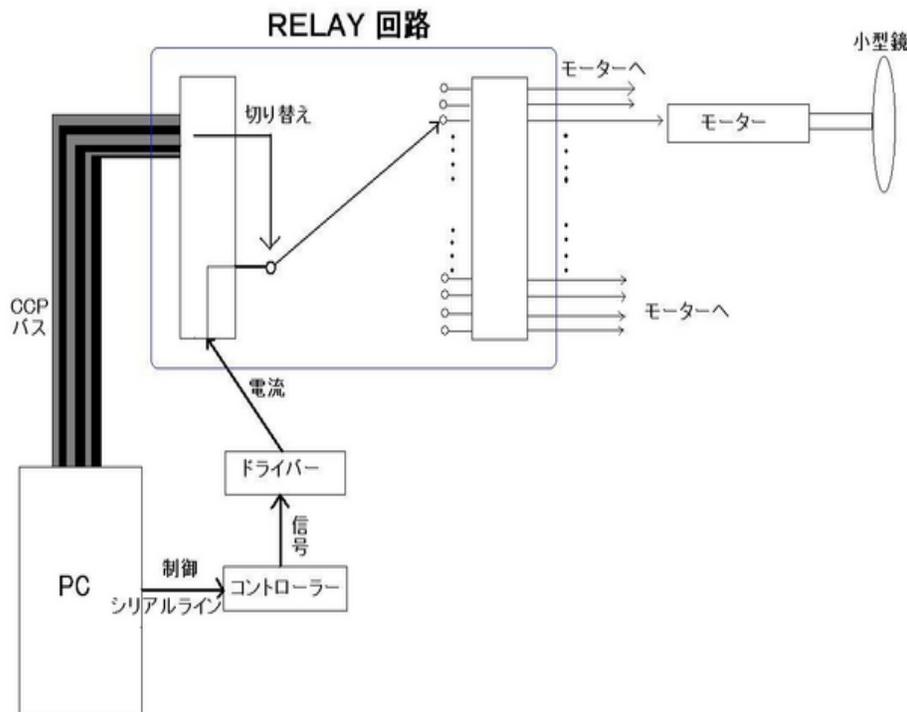


図 3.4: RELAY 回路、コントローラ、ドライバー、モーターの結線

だけ動かす。この状態で再び CCD で撮像を行い、先ほどの画像との差分をとると、動かした小型鏡の像のみ差分として現れる。

一度小型鏡の PMT カメラ面上での反射像の位置が特定できると、その位置から PMT カメラ中心に像を動かすのに必要な小型鏡の光軸を動かす角度、即ち r, θ 方向のモーターに与えるパルス数がその小型鏡の主鏡上の取り付け位置から計算できるので、その計算値に基づいてモーターを動かして光軸の向きを変える。次に再び CCD で撮像を行ない、先程の画像との差分をとり反射像が PMT カメラ上でどの地点にまで来たかを確認し、モーター・アクチュエーターのリニアリティから考えて、充分 PMT カメラ中心に来ていると判断すれば次の小型鏡の光軸の調整に入り、そうでなければ再び上記の作業を繰り返して行く。調整のアルゴリズムを図 3.6 にまとめてみた。

小型鏡の移動(モーターの動作)と RELAY(モーターの切替え)の切替えには時間があまりかからず、主に CCD の撮像(ST7E であれば撮像時間 $\sim 10[s]$, PC への画像の読みだし時間 $\sim 10[s]$) に時間がかかり、その他に以前述べたように RELAY 回路が 60 チャンネル分しかないため、作業の途中で RELAY 回路へのモーターケーブルの繋ぎ変えを行う必要があり 1 時間弱の作業になる(これは当初 1 号機の小型鏡の枚数が 60 枚であったことに起因する)。以上合わせて順調に進むと全数の光軸調整は 4~5 時間の作業になる。

例として図 3.7 に図 1.10 で 70 番にあたる小型鏡のモーターを動かした時に得られた二つの CCD 画像の差分の画像を載せておく。図 3.7 のグリッドの 1 マスは、アクチュエーターを 5mm 動かした時、即ち 70 番の小型鏡の光軸を $0^{\circ}.358$ 傾けた時の像の移動する間隔を表している。また図に書き込んであるが、赤のラインは R 軸のモーターを動かした時に移動する方向であり、緑のラインは θ 軸のモーターを動かした時の方向である。

調整作業の前と終了後の 4 号機の PMT カメラ面上の反射像の様子を図 3.8, 図 3.9 に挙げておく。図 3.8 は調整前の様子であり、各小型鏡による像が PMT カメラ面上で散らばっているのがわかる。(図 3.8,3.9 で画像 (CCD から見た) の視野が異なっているのは、ST7E の故障によって調整後の画像を ST5C で撮像したためである。)

3.3 小型鏡調整後の最終結像性能

小型鏡の調整後に主鏡全体としての反射像を測定した。測定方法は測定セットアップ II であり、以下では測定から得られたスクリーンに映った反射像の広がり进行评估する。

3.3.1 スポットサイズとその解析方法

2004 年 10 月に測定した 2 号機、3 号機、4 号機の反射像に対して反射像の中心をフィッティングで求めた後、そこを通る XY 方向のスライスに対してガウシアンでフィッティングを行なった。式 3.1 がその関数で (変数は $P_1 \sim P_4$) 特にバックグラウンドは定数 P_4 でフィットした。

$$Gaussian = P_1 \cdot \exp\left[-\frac{(X - P_2)^2}{2 \cdot P_3^2}\right] + P_4 \quad (3.1)$$

反射像の XY 方向のスライスの上にフィッティングの結果得られたガウシアンを重ねた書きした図が図 3.10(2 号機), 図 3.11(3 号機), 図 3.12(4 号機) である。フィッティングの χ^2 は 2 号機 (χ_x^2, χ_y^2)=(12,6)、3 号機 (χ_x^2, χ_y^2)=(27,46)、4 号機 (χ_x^2, χ_y^2)=(12,6) であり、特に 3 号機の反射像がガウシアンからはずれている。従ってここでは目安としてガウシアンの標準偏差で各望遠鏡の像の大きさを比較する。XY 方向では標準偏差の値はフィッティング誤差の中で一致しているので両者の平均 $\sqrt{\sigma_x \cdot \sigma_y}$ を表 3.1 にのせる。ここで CCD 画像の 1 ピクセルから実際の角度の変換は、50mm レンズ+ST7E(2、3 号機のデータに当たる) の場合は 1 ピクセル = $0^{\circ}.0100$, 35mm レンズ+ST7E(4 号機のデータ) の場合は 1 ピクセル = $0^{\circ}.0147$ になる。

また 2 次元のガウシアンでのフィットも行ってみた。その結果得られた標準偏差の平均も表 3.1 に合わせてのせた。2 次元フィットの例として 2 号機のケースを図 3.13 にのせる。図 3.13 では上段が 2 号機のデータから得られた像であり、下段が 2 次元ガウシアンへのフィッティングの結果をプロットした像である。2 次元でのフィットの方がスライスのフィットに比べて、Gaussian の標準偏差が $\sim 0^{\circ}.01$ 程度大きくなっている。これは 3 号機が顕著で、反射像のスライスのピークの形がガウシアンからはずれていることによると考えられる。

表 3.1 の各数字は、スクリーンに映った反射像をガウシアンに fitting して得られた標準偏差 σ で、2004 年 10 月以前に測定された結果についても比較のために載せた。2004 年 10 月のデータ

日時	2号機	3号機	4号機
2002/12 2号機建設	$0^{\circ}.110 \pm 0^{\circ}.007$	—	—
2003/7 3号機建設	$0^{\circ}.100 \pm 0^{\circ}.007$	$0^{\circ}.110 \pm 0^{\circ}.007$	—
2004/3 4号機建設	$0^{\circ}.100 \pm 0^{\circ}.007$	$0^{\circ}.076 \pm 0^{\circ}.007$	$0^{\circ}.081 \pm 0^{\circ}.007$
2004/10(1次元)	$0^{\circ}.107 \pm 0^{\circ}.007$	$0^{\circ}.074 \pm 0^{\circ}.007$	$0^{\circ}.076 \pm 0^{\circ}.007$
2004/10(2次元)	$0^{\circ}.110 \pm 0^{\circ}.007$	$0^{\circ}.084 \pm 0^{\circ}.007$	$0^{\circ}.084 \pm 0^{\circ}.007$

表 3.1: スポットサイズの比較 (ガウシアン・シグマ) 単位は全て degree

については1次元及び2次元のガウシアンフィットの結果を併記してある。また表 3.1 に載せたエラーは、反射像スライスの裾がバックグラウンドの取り方によって変化することによる誤差を CCD1 ピクセル分と見積もってつけてある。2003年7月と2004年3月で3号機のスポットサイズに変化があるのは、2003年7月に3号機の小型鏡のインストールを行なった際に小型鏡の面の角度のミスアライメントがあったのを2004年3月に修正したためである。また2004年3月に行われた4号機の小型鏡調整は、追尾精度の章で述べたように望遠鏡がAZに依存して揺れていたため、調整の最中にスポットの位置がずれていくということが起こった。しかし合わせた個々の小型鏡の光軸が変化しているわけではないので一定の時間間隔でPMTカメラ面上でのスポット中心を見積もり直してその点に光軸を合わせた。以上の経過から個々の小型鏡の結像性能は3号機に比べて4号機の方が良いにもかかわらず、わずかに3号機の方が4号機に比べて結像性能が良くなっている。今の所ガウシアンという評価の方法では望遠鏡のスポットサイズは誤差の範囲で経年変化は認められない。

今度の課題としては、フィッティングの χ^2 からもわかるように、反射像の大きさをガウシアンで評価するのはあくまでも近似であるのでさらにより評価の方法を考えることである。

3.3.2 結像性能と小型鏡調整精度の評価

最終的な結像性能は、(1) 個々の小型鏡の結像性能と (2) 主鏡部への配置位置 (3) 小型鏡調整精度 で決まる。個々の調整中に撮像した小型鏡の像には (1)、(2) が反映されているため、この個別の像を重ね合わせれば最終的な結像性能が見積もれる。図 3.14, 3.15 は、2003年7月に行なわれた2号機、3号機小型鏡調整の際に撮像された個々の小型鏡の像を重ね合わせたものと、最終的に得られたスポットサイズの比較である [9]。2号機の場合は、個々の小型鏡の像を重ね合わせた時のスポットサイズが $0^{\circ}.072$ であり、測定されたスポットサイズ $0^{\circ}.10$ に比べて小さく、 $(0^{\circ}.10^2 - 0^{\circ}.072^2)^{0.5} = 0^{\circ}.07$ が小型鏡調整の精度になる。この数字に関しては個々の小型鏡による像が暗く S/N が悪く裾の部分が評価しづらいため、重ね合わせた時の像の大きさを過小に見積もっている可能性がある。同じく3号機の場合には図 3.15 の中で青色が重ね合わせの像の広がり $= 0^{\circ}.086$ であり赤色が実際のスポットサイズ $= 0^{\circ}.11$ であるが、2004年3月の3号機の小型鏡再調整の結果スポットサイズが $0^{\circ}.076$ という結果がでているので小型鏡調整精度は誤差の範囲で0であり、これ以上の調整行ってもスポットサイズが改善しないことを示唆している。

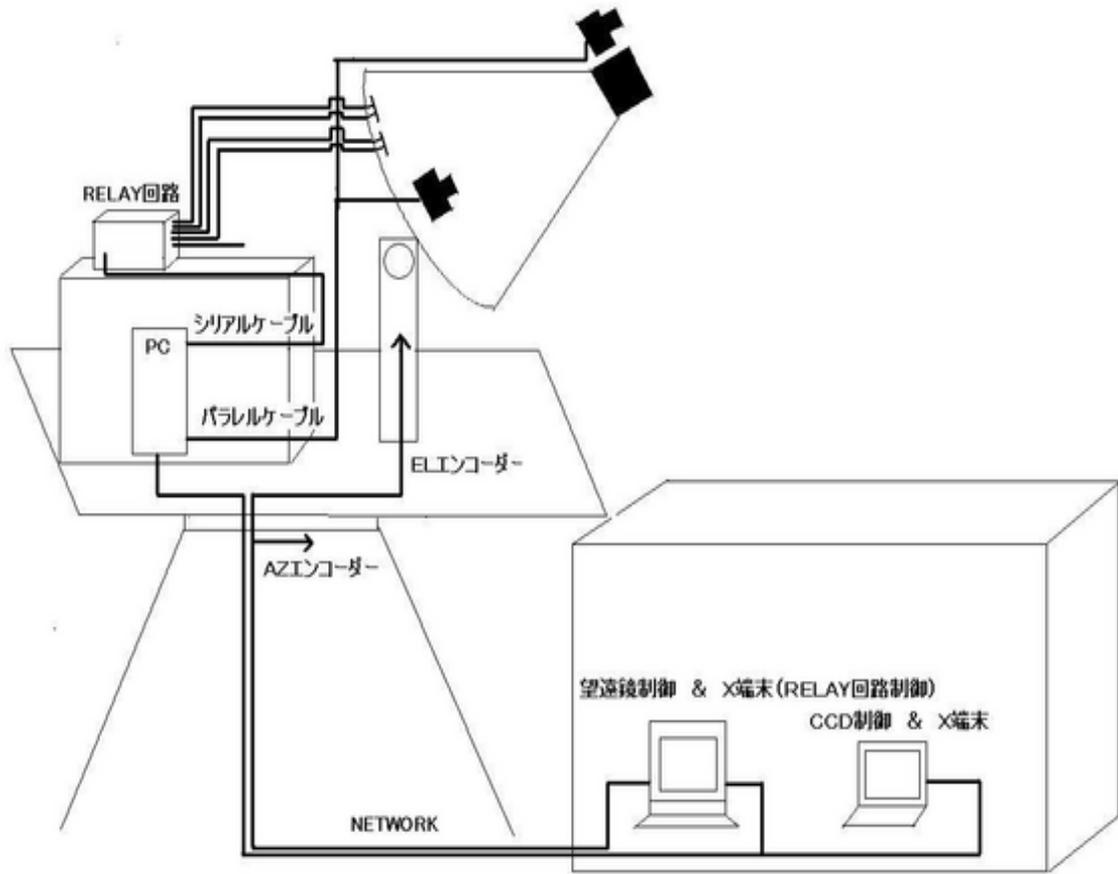


図 3.5: CCD、RELAY 回路、PC 等のセットアップ図

鏡の調整の手順

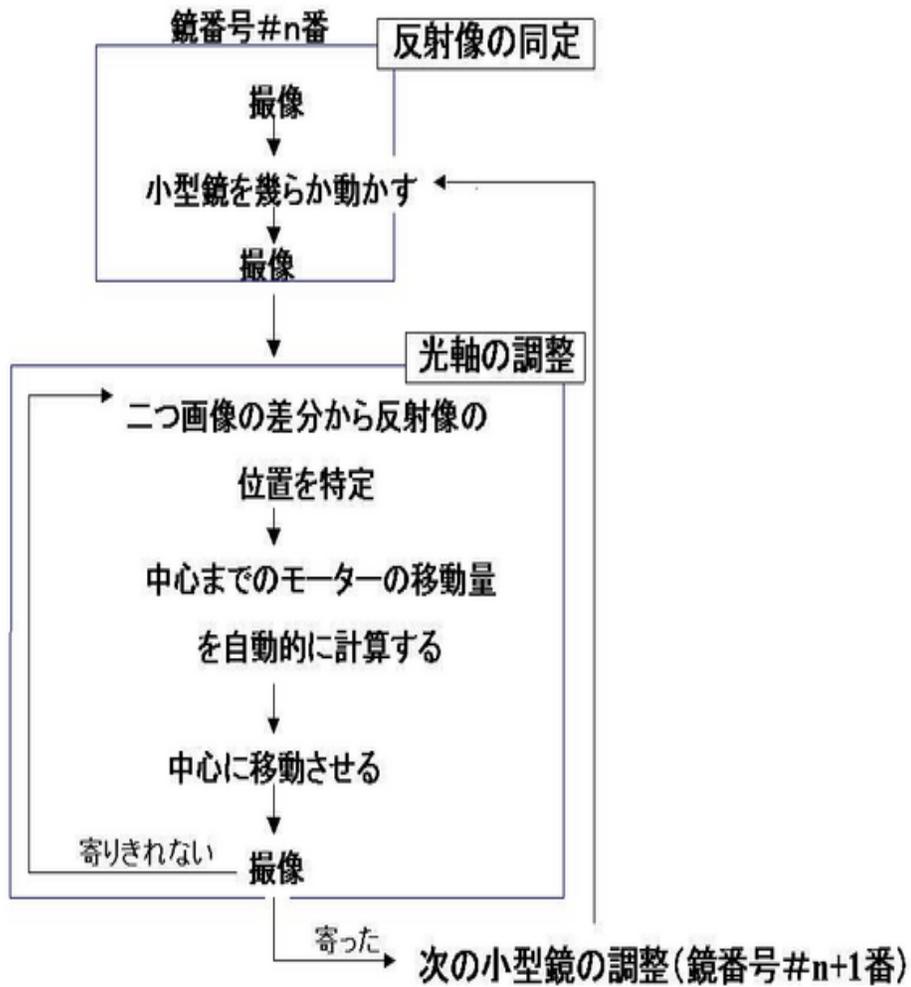


図 3.6: 小型鏡調整の手順のアルゴリズム

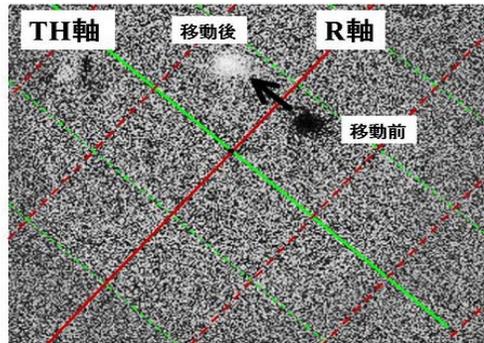


図 3.7: 小型鏡の向きを変えた時の反射像の移動

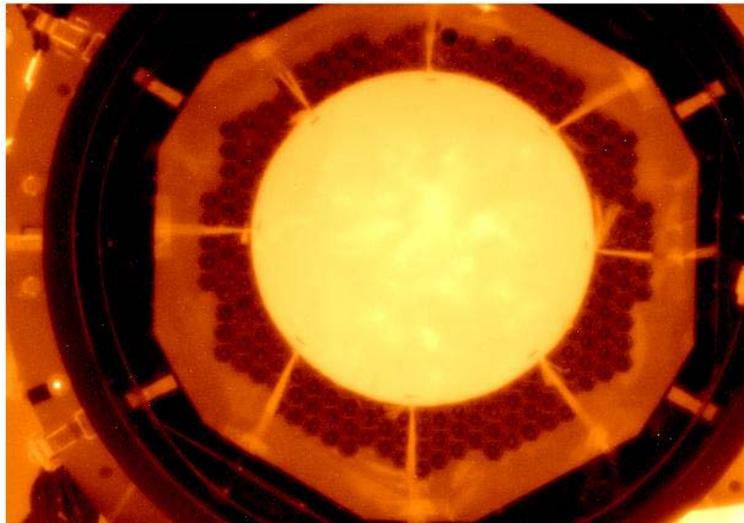


図 3.8: 小型鏡調整前のスクリーンに映った反射像

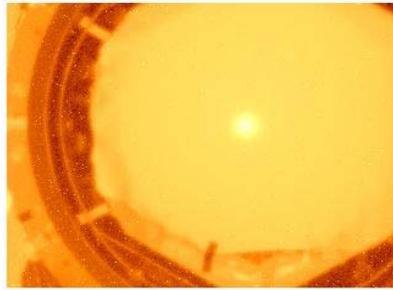


図 3.9: 小型鏡調整後のスクリーンに映った反射像

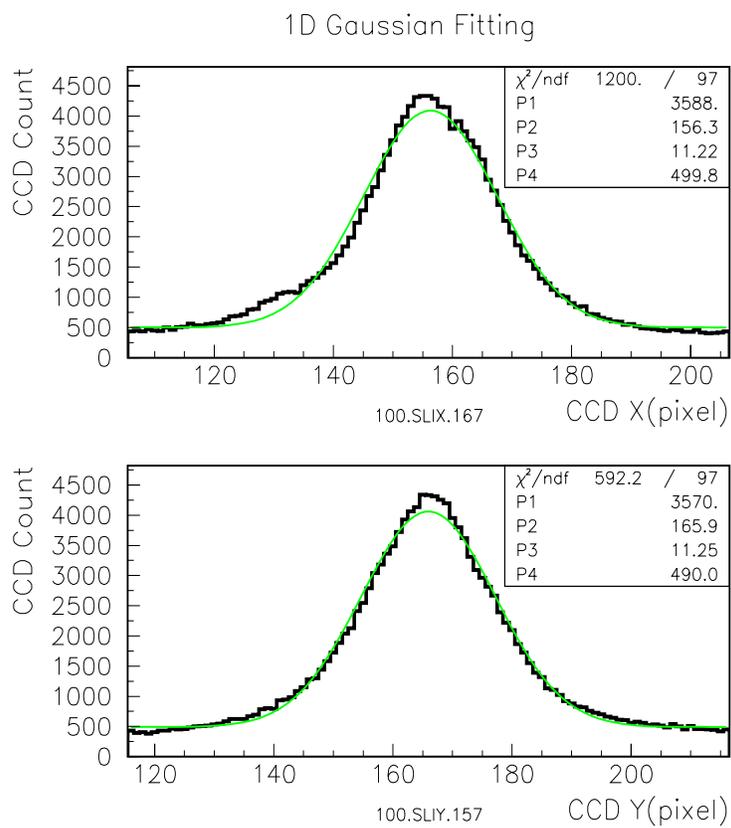


図 3.10: 2号機: 反射像のXYスライス – 上図 X方向スライス:下図 Y方向スライス

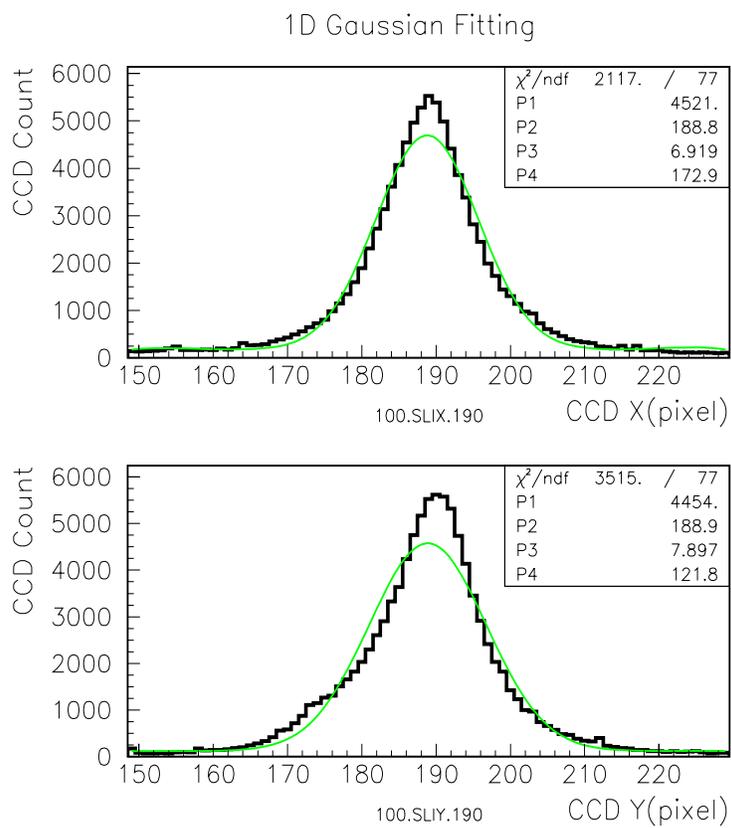


図 3.11: 3号機 : 反射像のXYスライス – 上図 X方向スライス:下図 Y方向スライス

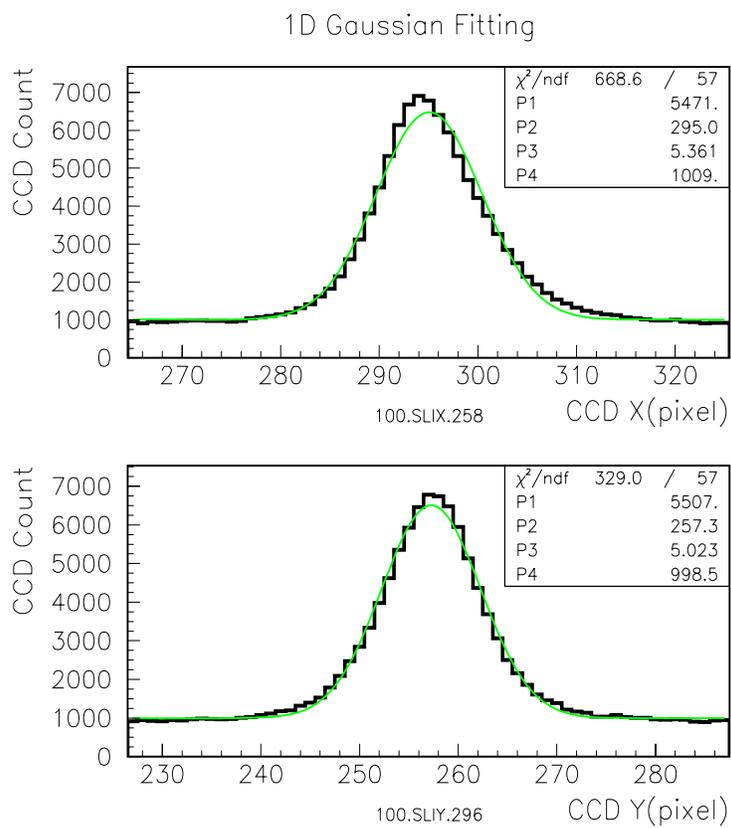


図 3.12: 4号機：反射像のXYスライス – 上図 X方向スライス:下図 Y方向スライス

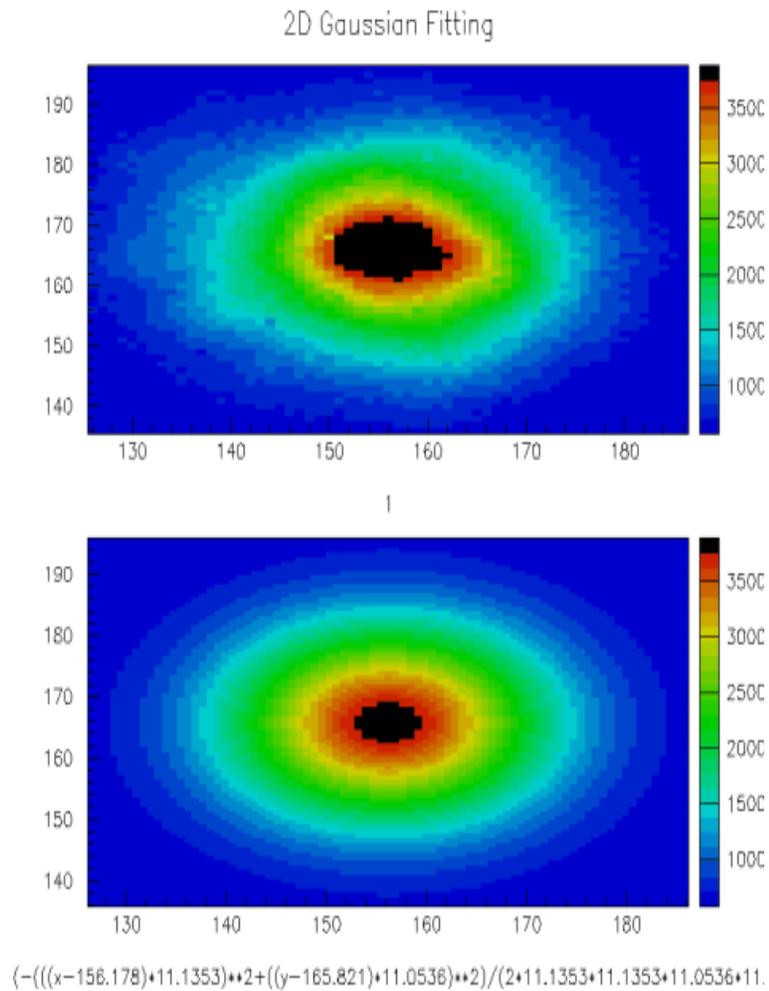


図 3.13: 2次元のフィット (2号機の反射像。図 3.10 と同じデータ) – 上図、撮像した反射像: 下図、2次元ガウシアンへのフィットの結果

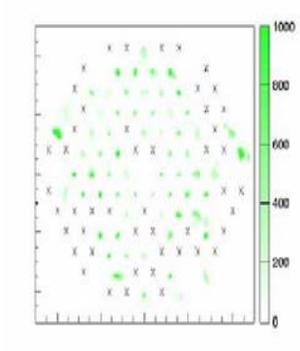


Figure 6: Images of individual segments arranged according to the position on the main mirror dish. (X means 'no data').

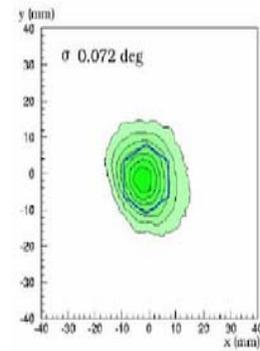


Figure 7: Superimposition of images of the individual segments.

図 3.14: 2号機の結像性能の比較

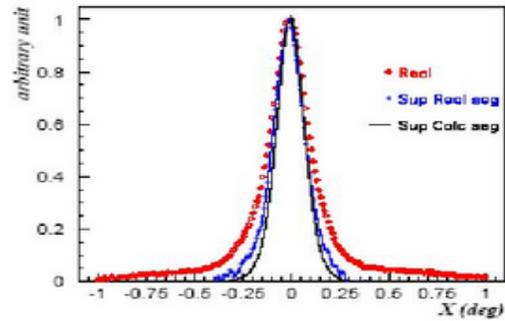


Figure 14: Comparison of “three types of spot-size” – 1.Measured(total) 2.superimposition of the real individual images, 2.superimposition of the calculated ones.

図 3.15: 3号機の結像性能の比較

第4章 望遠鏡の反射率

1章で述べたように大気チェレンコフ光のスペクトルに大気の透過率を考慮すると、地上で観測されるチェレンコフ光のピーク波長は300nm~400nmになる。このためCANGAROO-IIIの小型鏡は反射面にアルミニウムを用いて波長300nmの光に対しても有意に反射率を持つ。典型的な鏡の反射率(MR)と地上で観測されるチェレンコフ光のスペクトル(CT), PMTカメラの量子効率(QE)の波長に対する関係を表したのが図4.1になる。

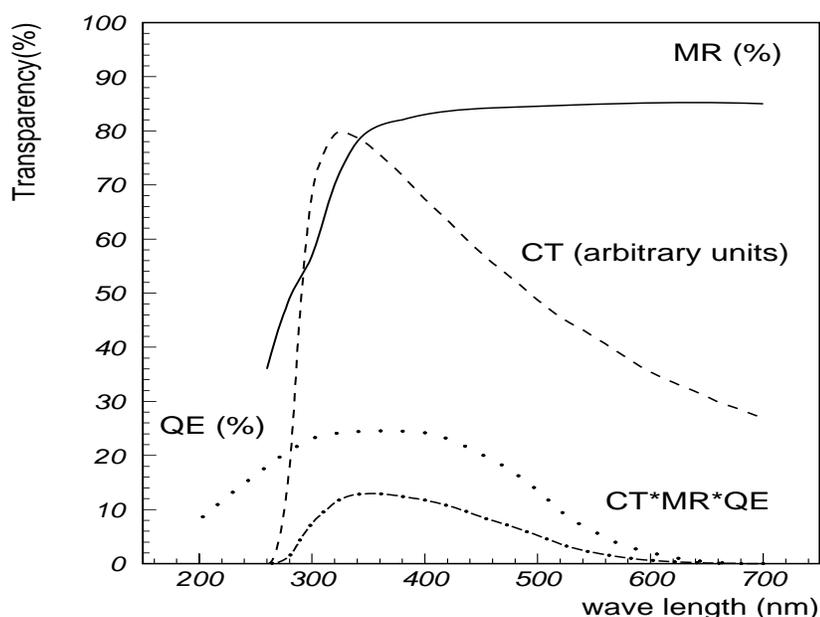


図 4.1: 地上で観測される大気チェレンコフ光のスペクトルと小型鏡の反射率

望遠鏡は屋外に置かれており耐候性を高くするために小型鏡表面にフッ素コーティングをほどこしてはいるが、紫外線・砂・汚れ等による劣化が予想される。このため反射率の経年変化を測定し、モニターすることにより宇宙 γ 線のフラックスを計算する際に必要なモンテカルロシミュレーションの精度が上がると期待される。

望遠鏡の反射率を "直接" 測定するには次の二つの方法が考えられる。

1. 個々の小型鏡表面に対して反射率測定器を使った方法
2. 主焦点に集まっている星の反射像(スポット)から主鏡全体としての反射率を見積もる方法

方法 1 は小型鏡の反射率を直接測定するので最も確かな測定法であるが、短所としては小型鏡の場所によって反射率が違うこと、及び現状では望遠鏡の全数の小型鏡に対して測定することはできないことが挙げられる。従ってこの方法による測定結果は典型的な値として目安に使える。

一方方法 2 は主鏡全体の反射率が測れるため直接観測結果に反映させやすい。短所は安定した光源(空の状態まで含めた星の明るさ)を得るのが難しいことであるが、さらに今回の測定では、主焦点面にスクリーンを貼りスクリーンに映った反射像を CCD で測定したので、光源の安定性とともにスクリーンの反射率という不確かなファクターが入ってきて反射率の絶対値の見積もりを難しくしている。これを避ける方法として主焦点にフォトダイオードを取りつけて反射像の光量を直接測定する方法も現在検討中である。

間接的に反射率を見積もる方法としては、観測で得られたデータ解析から宇宙線のシャワーレートを見るという方法が考えられるが、観測のデータは全て PMT・エレクトロニクスのレスポンスが込みになっているので、反射率が単純にシャワーレートに比例してはいないという事情がある。

以下では最初に上げた二つの方法による測定結果ならびに解析結果について述べる。

4.1 小型鏡の反射率の直接測定

小型鏡の反射率の測定は、現地で簡易反射率計を用いて主鏡に取りつけられた状態の小型鏡の反射率を測定する場合と、1号機の小型鏡のサンプルを日本に持ちかえて国立天文台で分光光度計を用いて反射率を測定する場合の2通りを行なってきた。

4.1.1 小型鏡サンプルの分光光度計による反射率の測定

図 4.2 は 2004 年 9 月に国立天文台で島津製分光光度計 UV-3100PC を使用して測定した 1 号機小型鏡サンプルの反射率の波長依存性のグラフである。

サンプル中(大きさは約 10cm 平方)で反射率を測定した部位によって色分けがされているが、実物の小型鏡の部分とは関連しない。波長 400nm までは 70% 程度の反射率を保っていて、そこから 200nm にかけて反射率が落ちているという特徴は図 4.1 と同様である。

従って CANGAROO-III の小型鏡の反射率の波長依存性は図 4.2 のようになっていると思われる。図 4.2 でもう一つ特徴的なことは、可視光以上の波長域で鏡面の汚れに由来すると思われるニュートンリングのような反射率の揺れが見えていることである。

4.1.2 現地での簡易反射率計による反射率の測定

主鏡に取りつけられた状態の小型鏡の反射率をアデレード大学で開発された簡易反射率計を用いて測定する方法である。

反射率計の構造は図 4.3 のようになっており、二つのチューブが角度 45° で底面に接着されてお

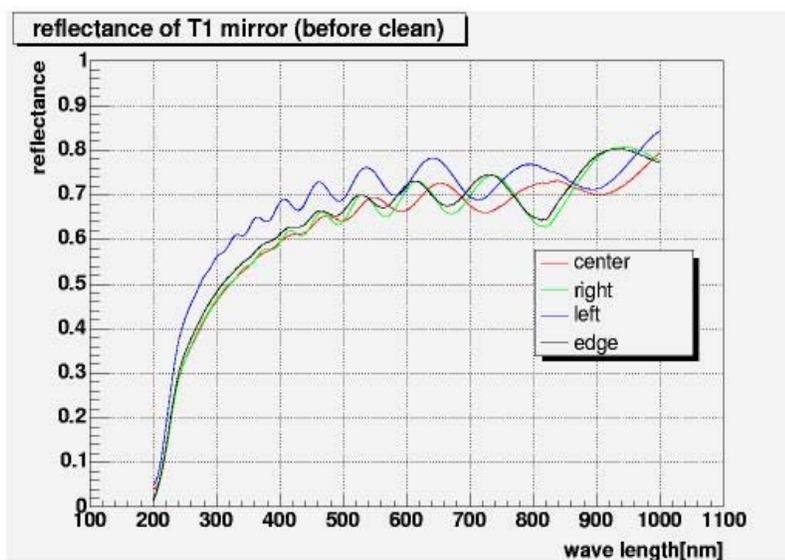


図 4.2: 1号機のサンプル鏡の国立天文台で測定した反射率 (縦軸反射率)

り、測定したい物体の表面にこの底面をのせた状態で一方のチューブの口に取りつけられたLEDからの光を物体の表面にあて、反対側のチューブに取りつけられたピンダイオードで物体表面からの反射光を測定する仕組みである [10]。チューブにレンズを挟んで光を絞って散乱光を減らすという仕組みになっている。

簡易反射率計の測定値は arbitrary unit で表示されるので、反射率が既知である鏡の反射率をリファレンスとして測定した後に、目的の物体の表面の測定を行い得られた反射率を元のリファレンス鏡の反射率の値で補正することによって反射率を測定する。また LED は交換可能なので幾つかの波長での反射率が測定できる。測定するためには反射率計を物体の表面に接着する必要があるので、小型鏡の反射率の測定では手の届く位置にある小型鏡しか測定できなという問題がある。リファレンス鏡として、シグマ光機から購入した面精度 $\frac{\lambda}{4}$ のアルミ平面ミラーを使用した。予め

国立天文台でこのリファレンス鏡の反射率を測定した。測定した波長は 397nm, 430nm, 480nm で主に地面から手の届く D4 パネル (図 1.10 を参照) の小型鏡と望遠鏡中心に近い数枚の小型鏡について測定した。

測定で得られた 1号機から 4号機までの結果を横軸を LED の波長にとって図 4.4~ 図 4.7 に掲載した。図中のそれぞれの点は違う小型鏡に対応している。図 4.2 との類推から波長 400nm までは一定の反射率を持っているとすると、目算で図 4.4

~

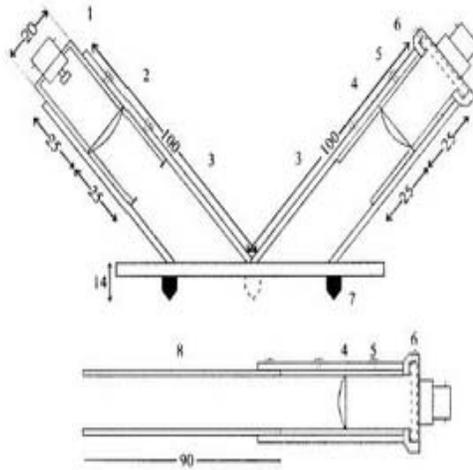


Figure 1. Diagram of the present instrument which sits on the mirror at 3 fibre points. The LED with its own lens removed (1), the first lens (2) and the collimator are in the tube (3) at the left and the PIN diode (6) and second lens (4) are in the tube at the right. The lenses and collimator are attached to 25 mm tubes which slide inside the main tubes and diode, and are held by grub screws (5). The fibre and brass screws (7) in the base allow for levelling adjustment. Before calibration, it is necessary to transfer the detector, holder and lens to the 90 mm adaptor tube (8) which fits snugly inside the collimator tube as far as the stop. The optics are then reproduced and the 100% reading obtained.

図 4.3: アデレード大学で開発された簡易反射率計

図 4.7 から 1 号機、2 号機、4 号機が反射率 70%、3 号機が 60% の反射率を示している。但し 3 号機の測定について一言言及しておく、3 号機の D4 パネルは特に汚れが目だっていたので 60% という数字は 3 号機の反射率の下限を示している。測定誤差が $\pm 10\%$ についているので、1 号機から 4 号機の小型鏡の反射率は $70 \pm 10\%$ と見積もられる。

4.2 星像、星反射像を使った主鏡全体としての測定

4.2.1 基本的なアイデア

スクリーンに映った星の反射像 (図 4.8) とレンズで直接撮像した星像のフラックス (図 4.9) を比較することにより反射率を見積もる。星像の場合は星からの光が直接 CCD (レンズ) に入り、反射像の場合には星の光が 114 枚の小型鏡で反射され、それがスクリーンで反射して CCD レンズを見込む立体角分の光が CCD に入ってくる。これを以下で式に表わす。

星の大気外での単位面積当りのフラックスを $F_{star}(\lambda) \text{ ph/cm}^{-2}$ 、高度 EL での大気による減光の割り合いを $AIR_{ext}(EL, \lambda)$ とおく。CCD はレンズ F1.4 (焦点距離 50mm, 口径 35.7mm) で撮像しているが、V バンドフィルターの直径が 26mm なので口径の大きさはフィルターの径で決まり光学系の有効面積 S_{ccd} は 5.31 cm^2 になる。スクリーン面の法線方向を 0° とする角度 θ から入射した光の CCD 方向 (法線方向) への単位立体角当りの反射率を $T(\theta, \lambda)$ と置く。小型鏡は合計

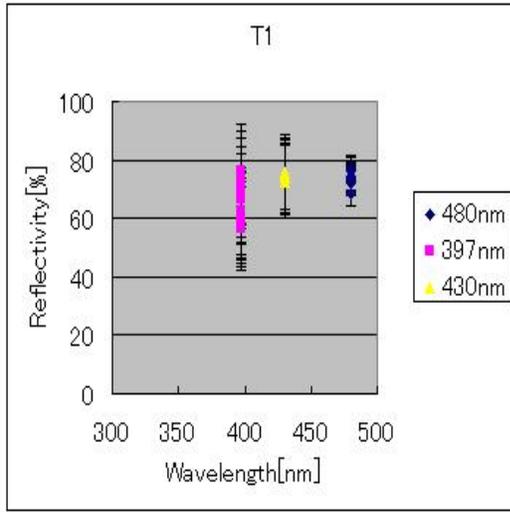


図 4.4: 1号機の小型鏡の反射率

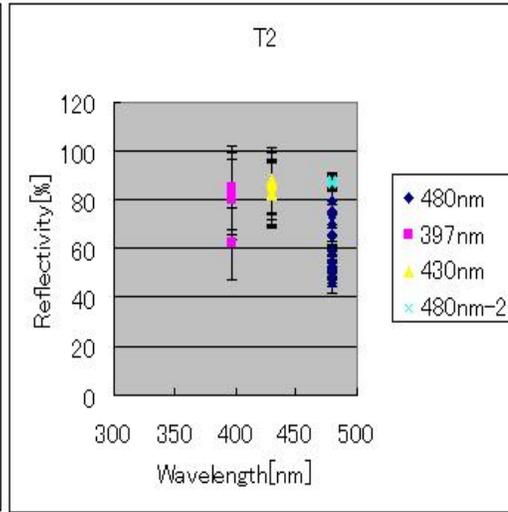


図 4.5: 2号機の小型鏡の反射率

114枚あり各々がスクリーン (= PMT カメラ) に対して角度 $\theta_i (i = 1, 114)$ を持つ (図 4.10 を参照)。スクリーンから見た CCD の立体角 Ω はスクリーンと CCD の距離が 800cm なので CCD の面積 $S_{ccd} = 5.31\text{cm}^2$ を用いて $5.31/(800 \times 800)\text{str}$ 。小型鏡の直径を 78cm とすると一枚の小型鏡の面積 S_{mirror} は $4.78 \times 10^3\text{cm}^2$ になる。反射鏡全体としての反射率を $\overline{R_{abs}(\lambda)}$ とおく。CCD を含む光学系の 1 フラックス当りのレスポンスを $\varepsilon(\lambda)\text{count/ph}$, CCD カウントでの単位時間当りの星反射像のフラックスを $F_{CCD_{ref}}\text{count/sec}$, 同じく単位時間あたりの星像のフラックスを $F_{CCD_{star}}\text{count/sec}$ とすると $F_{CCD_{ref}}, F_{CCD_{star}}$ は式 4.1 で書ける。

$$\begin{aligned}
 FCCD_{star} &= \int \left(F_{star}(\lambda) \cdot AIR_{ext}(EL, \lambda) \cdot S_{ccd} \cdot \varepsilon(\lambda) \right) d\lambda \\
 FCCD_{ref} &= \int \left(F_{star}(\lambda) \cdot AIR_{ext}(EL, \lambda) \cdot \sum_1^{114} [S_{mirror} \cdot \overline{R_{abs}(\lambda)} \cdot T(\theta_i, \lambda)] \cdot \Omega \cdot \varepsilon(\lambda) \right) d\lambda
 \end{aligned}
 \tag{4.1}$$

測定は全て V バンドフィルターを付けて測定したので近似的にその波長域では波長依存性が無いとして各変数の引数 λ を表記 "V" に変える ($F_{CCD_{star}}, F_{CCD_{ref}}$ は V フィルター付き測定での CCD カウントという意味で $F_{CCD_{star}}(V), F_{CCD_{ref}}(V)$ と書く)。この仮定のもとでは式 4.1 の積分記号ははずすことができ、V バンドフィルターの波長幅を $\Delta\lambda$ とおくと

$$\begin{aligned}
 FCCD_{star}(V) &= F_{star}(V) \cdot AIR_{ext}(EL, V) \cdot S_{ccd} \cdot \varepsilon(V) \cdot \Delta\lambda \\
 FCCD_{ref}(V) &= F_{star}(V) \cdot AIR_{ext}(EL, V) \cdot \sum_1^{114} [S_{mirror} \cdot \overline{R_{abs}(V)} \cdot T(\theta_i, V)] \cdot \Omega \cdot \varepsilon(V) \cdot \Delta\lambda
 \end{aligned}
 \tag{4.2}$$

星反射像、星像の撮像時の大気の状態が等しいとすると $F_{star}(V) \cdot AIR_{ext}(EL, V)$ という項は共通である。従って星反射像の CCD フラックスを星像の CCD フラックスで割ると式 4.3 のように

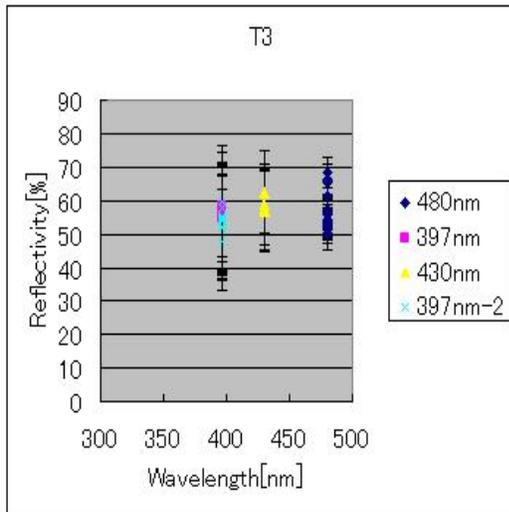


図 4.6: 3号機の小型鏡の反射率

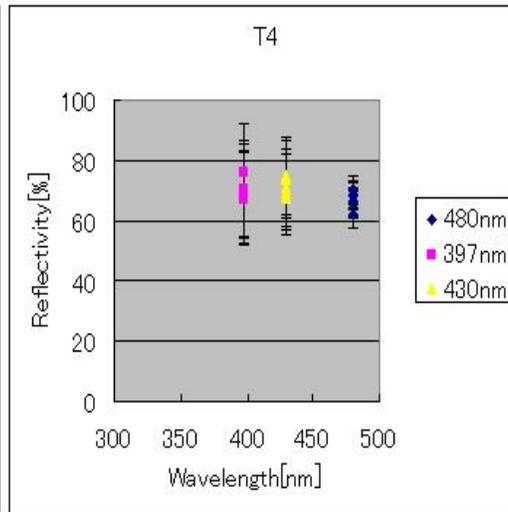


図 4.7: 4号機の小型鏡の反射率

なる。

$$\frac{FCCD_{ref}(V)}{FCCD_{star}(V)} = \frac{S_{mirror} \cdot \Omega \cdot \sum_1^{114} T(\theta_i, V)}{S_{ccd}} \cdot \overline{R_{abs}(V)} \quad (4.3)$$

$\frac{S_{mirror} \cdot \Omega \cdot \sum_1^{114} T(\theta_i, V)}{S_{ccd}}$ という量が各望遠鏡間の測定で共通であるため式 4.3 の右辺は望遠鏡の反射率 $\overline{R_{abs}(V)}$ に比例する。

$$\overline{R_{rel}(V)} \equiv \frac{FCCD_{ref}(V)}{FCCD_{star}(V)} \propto \overline{R_{abs}(V)} \quad (4.4)$$

$\overline{R_{rel}(V)}$ を望遠鏡の "相対的な反射率" と呼ぶ。

$\overline{R_{rel}(V)}$ は CCD カウントのみで計算できるので、各望遠鏡の相対的な反射率を求めた上で、スクリーンの反射率から望遠鏡の絶対反射率 $\overline{R_{abs}(V)}$ を計算する。

4.2.2 測定方法

2004年10月に2号機、3号機、4号機のスポット測定を行った。測定のセットアップはセットアップ II である。測定の光学系セットアップは以下のように決めた。

CCD用のレンズは50mm, F1.4 固定レンズ、35mm-80mm F4-5.6 のズームレンズがあった。測光の精度を上げるために、星像の CCD 上での像の広がりをも充分大きく (5ピクセル以上) するにはピントを無限遠からはずす必要がある。ピント自体は反射像も撮像することからスクリーン (PMT カメラ面) に合わせるため、撮像系の焦点深度を浅くすることで対応する。焦点深度は F 値の小さいレンズの方が浅いため 500mm, F1.4 のレンズを使用した。またレンズが明るいのでスクリーン上の反射像の撮像時間が短くなるという利点もあった。

使用したバンドフィルターは V バンドで、これは可視光の領域にあたり波長域は 533nm を中心に FWHM は 84nm に当る (図 5.5, 表 5.1 を参照)。チェレンコフ光のスペクトルのピークは 300~400nm なので、この波長範囲に透過率をもつ U バンドを使用が望ましいが、手持の CCD (ST7E)

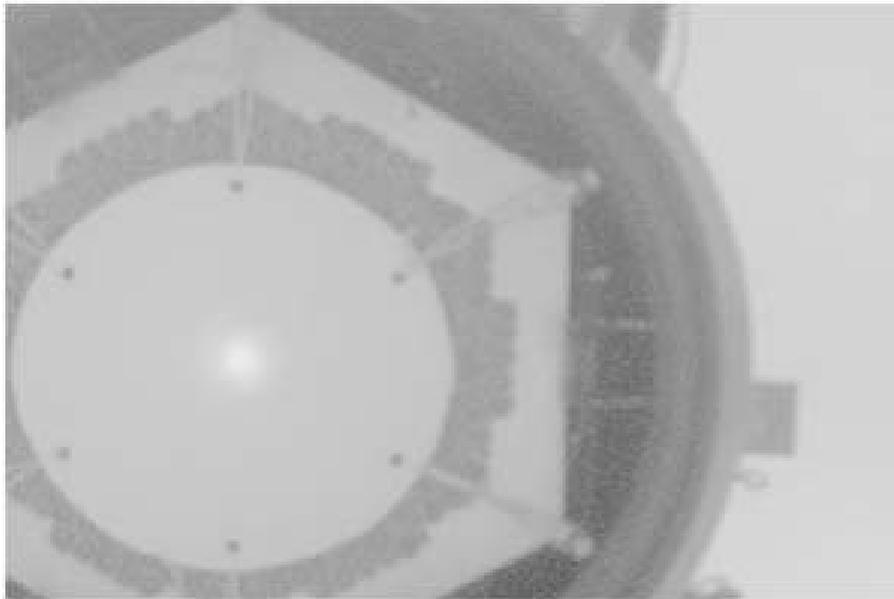


図 4.8: スクリーン上に映った反射像

の量子効率はその波長域では著しく低い(Vバンドの二十分の1)ので(図6.12を参照)、極端に撮像時間が長くなること(及びそれに伴って暗電流の増加によるS/N比の低下)を避けるため今回はVバンドでの測定を行なった。従ってこの測定で求めた反射率はVバンド内の平均値になっている。

測定ではまず星を追尾してスクリーン上に映った反射像をCCDで撮像した(図4.8)。次に望遠鏡の追尾するポイントを少しずらして星像がPMTカメラの脇の空に映るようにして星像を直接撮像した(図4.9)。この後それぞれの露光時間に対応するダークフレームを撮像した。1つの星に対して以上4枚の撮像を行ない、1つの望遠鏡で計3~4組の星に対して測定を行なった。全ての測定後にフラットフレームの撮像を行なった。

ダークフレームとは、CCDのシャッターを閉じた状態での撮像であり、暗電流やノイズを差し引くためのものである。暗電流は条件(冷却温度・撮像時間)が同じであれば同じ値を示すので、条件をできるだけそろえるために測定の直後に同じ撮像時間で撮像した。

フラットフレームとは、CCDの各ピクセルのゲインの差を補正するためのもので、一様光源をCCD全体にあてた状態で撮像された画像(データ)のことである。今回は一様光源として自作のフラットフレームボックスを使用した。これらCCDのフレームその他についてはAPPENDIXを参照のこと。

この測定のポイントは、反射像を撮像した時と星を直接撮像した時の時間が空かないことで、大気の変化の影響を最小限に押えることにある。理論上は大気の状態が23分(反射像・星像の撮像に要する時間)に渡って一定である日の測定では、大気の状態に関係なく反射率として一定の値が出るはずである。

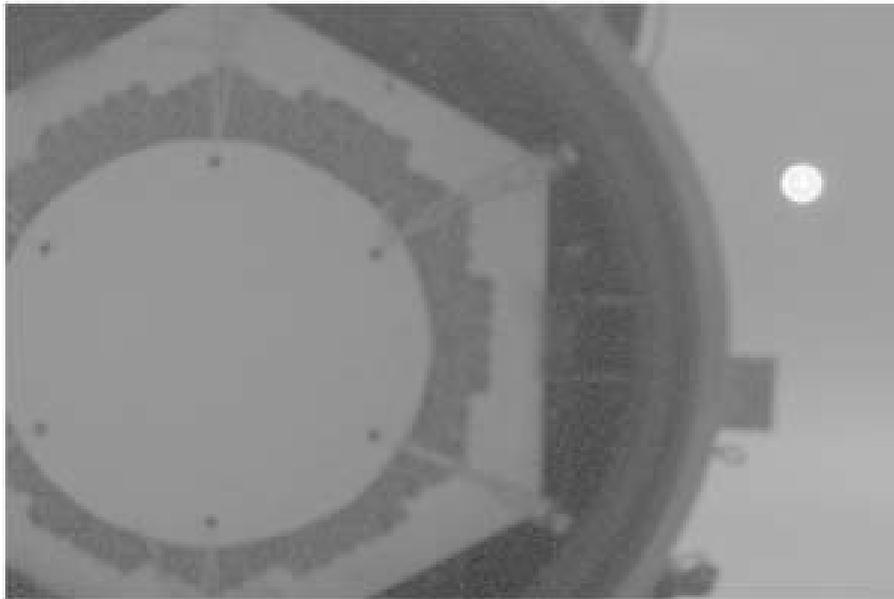


図 4.9: 望遠鏡を少しずらして星を直接見ている様子

4.2.3 スクリーンの反射率測定

測定に使用したスクリーンは、スクリーンに垂直に光を入射させた時の反射率の角度依存性が 30 度付近まではフラットなものを選んだ [11]。これは小型鏡の光軸と PMT カメラ面の法線がなす角度の分布が図 4.10 のように約 30° まで分布しているため、個々の小型鏡からの入射光に対するスクリーンの反射率があまり変わらないようにした。

参考文献 [11] に掲載されているスクリーンの素材を図 4.11 に、スクリーンの反射率の角度依存性を図 4.12 に挙げておく。実際のスクリーンの反射率はレーザーを用いて実験室で見積もった。手もとにあったレーザーは、赤色レーザーで型番は LDM145P/633/1 で、ビームの波長は規格によれば $635 \pm 5 \text{ nm}$ である [12]。測定方法は CCD のレンズにレーザー光を直接入れた時と、スクリーンにレーザー光を当てスクリーンに映った反射像を CCD で撮像した時の比をとった。スクリーンへの入射角度に対する反射率を測定するために、CCD、スクリーンの位置を固定してレーザーのスクリーンに対する照射角度を 10° から 5° 刻に 40° まで変えた。CCD のレンズに直接レーザー光を入れときは、レーザー光が明るすぎて CCD カウントが飽和するので V バンドフィルターをレンズの前に装着した上で、途中の経路にさらに ND フィルター (10%, 1%) を置いて減光させた。ND フィルターの透過率は国立天文台で測定した (図 4.13)。図 4.13 の赤線は 10% フィルターの透過率で、黒線は 1%、青線は黒、赤線を掛け合わせたもので、黄色は二つのフィルターを重ね合わせた時の透過率を表している。(緑線は V バンドの透過率) 計算では青線を使用して、透過率のエラーとしては (青線 - 黄色線) / 青線 $\sim 5\%$ という見積もりをした。レーザーの波長域 $635 \pm 5 \text{ nm}$ での (CCD のレンズへの) ND フィルターの透過率を、V バンドフィルターの透過率を重みにして加重平均で算出すると、 $0.097 \pm 0.005\%$ である。

スクリーン上のレーザーの像と、直接レーザーを入れた時の結像の様子が図 4.14, 図 4.15 になる (図の縦軸、横軸の単位は CCD のピクセル)。 反射像の方は像中心から半径 40 ピクセル以内、

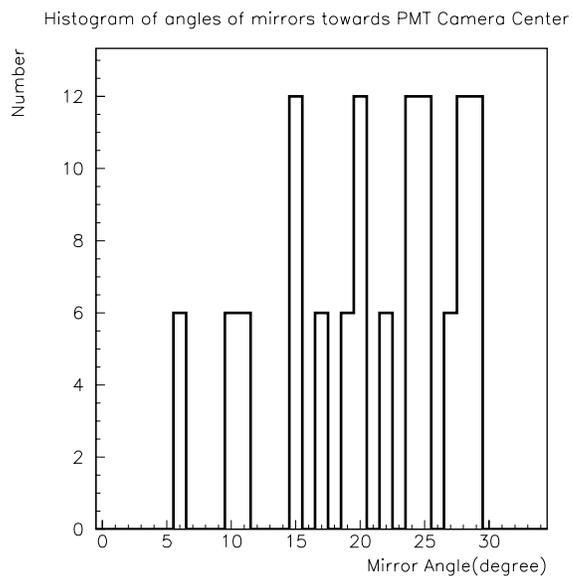


図 4.10: 小型鏡の PMT カメラ面となす角度の分布

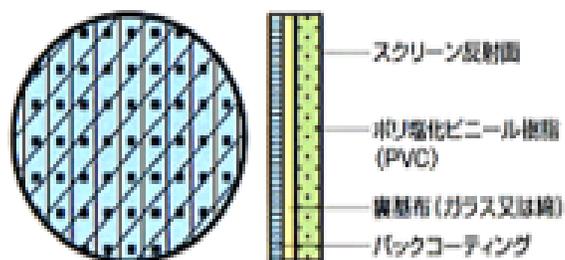


図 4.11: スクリーンの素材 [11]



図 4.12: スクリーンの反射率特性 [11]

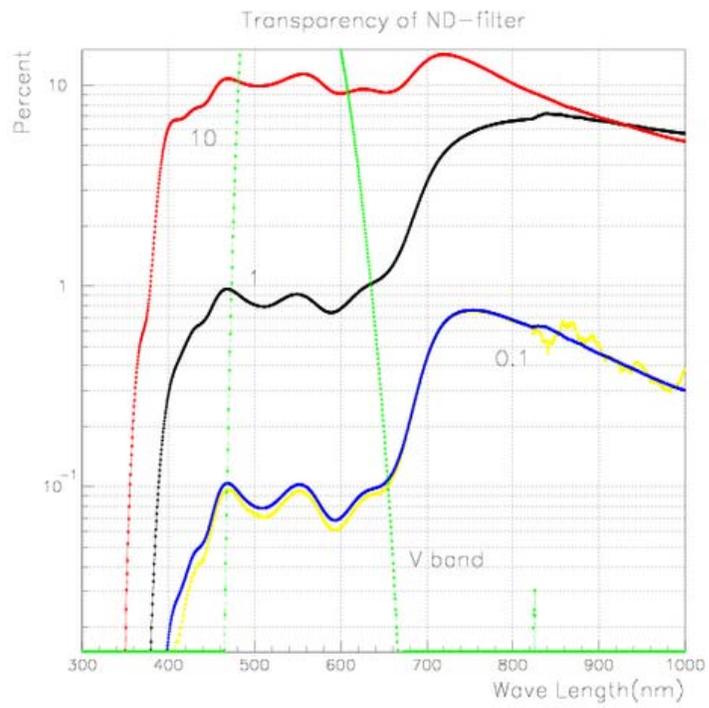


図 4.13: ND フィルターの透過率 : 赤線 10%フィルタ、黒線 1%フィルタ、青線両者を掛けあわせた線

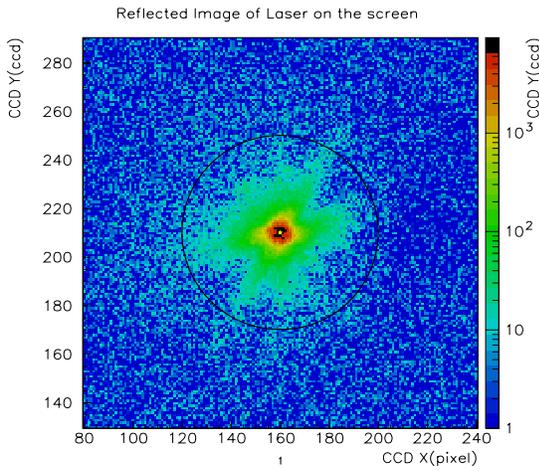


図 4.14: スクリーン上の反射像

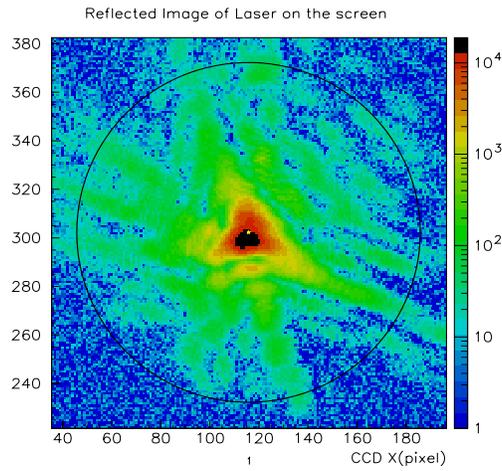


図 4.15: レーザーの像

レーザーを直接 CCD に照射した像については半径 70 ピクセル以内の総和をとった (図 4.14, 図 4.15 にその半径を書き込んである)。それぞれの総和の値を S_{ref}, S_{direct} と置く (撮像時間はともに 1 秒で等しい)。CCD レンズとスクリーンまでの距離が $78.7 \pm 0.1 \text{ cm}$ で、レンズ (フィルター) の面積は 5.31 cm^2 なので、スクリーンから見た CCD 立体角は $\Omega = \frac{5.30}{78.7^2} \text{ str}$, ND フィルターと V バンドフィルターを合わせた透過率を $A = 0.097 \pm 0.005\%$ とすると、単位立体角当たりのスクリーンの反射率 T_{screen} は式 4.1 で表される。

$$T_{screen} (/ \text{str}) = \frac{S_{ref}}{S_{direct}} \cdot A \frac{1}{\Omega} \quad (4.5)$$

解析から得られた $\frac{S_{ref}}{S_{direct}}$ という量をプロットしたのが図 4.17 の黒色の点である。114 枚の小型鏡から PMT カメラ面に入射する光の角度の分布は小型鏡の位置によって決まり、図 4.10 のように 13 通りに分けられる (小型鏡の中心の座標で計算)。この 13 通りの入射角度に対する上記の $\frac{S_{ref}}{S_{direct}}$ という量を測定点からスプライン関数によって求めたのが (入射角度を θ として $t(\theta)$ と置く) 図 4.17 の赤色の点にあたる。本来 4.12 のようにスクリーンへの入射角度が 10 度の時と 15 度の時で反射率がそれほど変わらないのに 10 度入射の方が 15 度入射の時より反射率が下がっているの分 (5%) をスクリーンの反射率の測定のエラーに見込んだ。114 枚の $t(\theta)$ 平均は計算した結果 $t_{mean} = 0.128$ になった。従って 114 枚の小型鏡からの光に対するスクリーンの 1str 当たりの反射率は、式 4.1 の右辺 $\frac{S_{ref}}{S_{direct}}$ の代わりに t_{mean} を代入して、14.5% となる。この値に対する誤差は CCD による測定誤差 5% に、フィルターの透過率の測定誤差 5% の掛け算でほぼ決まり、 $\pm 1\% (= 14.5 \times 0.07)$ と考えられる。

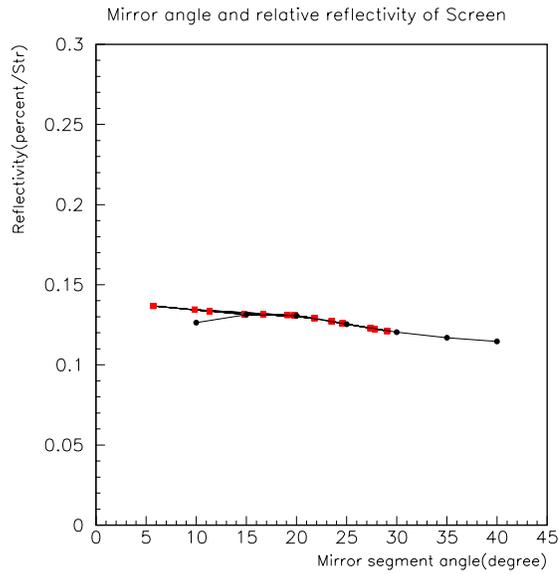


図 4.16: $\frac{S_{ref}}{S_{direct}}$ 黒点:実測値、赤点：小型鏡の入射角度に対応した外挿値

4.3 解析結果

4.3.1 像の光量の計算

元の画像からダークフレームを引いた後に、フラット補正を行なったデータの解析について述べる。このフラット補正の効果については APPENDIX を参照のこと。

CCD 画像に映った像の光量はその像の CCD カウントの総和と考えられる。但しその中には月光などの様々なバックグラウンドが入っているのでこれを引く必要がある。解析の順序は、像の中心値 (X、Y) を fitting により求め、中心値 (X,Y) から半径 R の円の中のカウントを全て足し合わせる。半径 R 内のピクセル数にバックグラウンドを掛け算して上の総和から引く。

$$Signal = Sum - Pixel \times BackgroundSignal : \text{像の光量 (CCD カウント)}$$

$$Sum : \text{半径 } R \text{ 内の CCD カウント}$$

$$Pixel : \text{半径 } R \text{ 内の CCD ピクセル数}$$

(4.6)

像の光量を全て計算に入れるには、像を含む十分大きな領域からバックグラウンドを引けばよいが、バックグラウンドの見積もりにエラーが含まれるので、領域を狭くにとってエラーによる誤差の割合を減らしたい。反射像は像を Gaussian にフィットした時の標準偏差の 2 倍を半径 R の基準にした。一方星像はピントが合っていないため、形が Gaussian にはなっていない (図 4.17)。しかしピントを常にスクリーンに合わせて測定したので常に像のボケ方が同じであり領域としてとる半径を一律に 16 ピクセルに決めた。

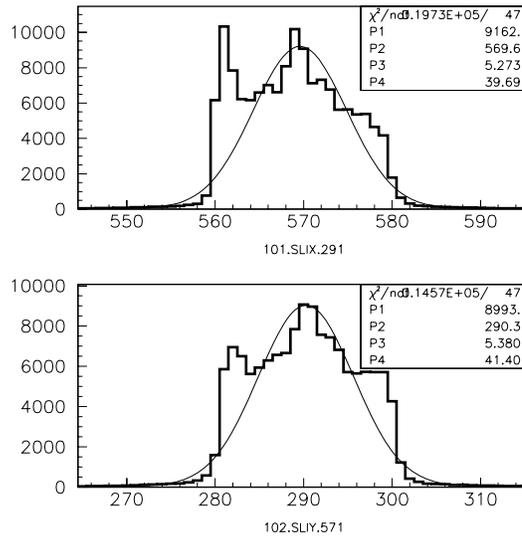


図 4.17: 星像のスライス

4.3.2 バックグラウンドの見積もり

特にスクリーン上の反射像に対するバックグラウンドは、月の影響が大きく、式 4.3 の *Signal* に対する *Pixel* × *Background* の割合が撮像した画像毎に違っている。バックグラウンドの見積もりの方法は幾つかの方法が考えられる。

- 1. 像中心から半径 $R \sim R + n$ の CCD カウントの平均値を求め、中心から十分遠い所での漸近的な値を使用
- 2. 像中心からある半径 R 以内の CCD カウントのヒストグラムを作り、一番大きな山を gaussian で fitting を行い、その中心値を使用

ここでは方法 2 を採用した。gaussian に fitting している図を一つ挙げておく。(図 4.18,4.19) またバックグラウンドの誤差をこの fitting による gaussian sigma とした。

4.3.3 相対的な望遠鏡の反射率

以上の課程を経て、各望遠鏡について反射像及び星像の CCD カウントを見積った。露光時間が反射像を見ているときと、星を見ている時で違うので、反射像の総 CCD カウントを $SIGNAL_{ref}$, 露光時間を EXP_{ref} , 星像の像 CCD カウントを $SIGNAL_{star}$, 露光時間を EXP_{star} と置くと、

$$\frac{SIGNAL_{ref}}{EXP_{ref}} \div \frac{SIGNAL_{star}}{EXP_{star}} \quad (4.7)$$

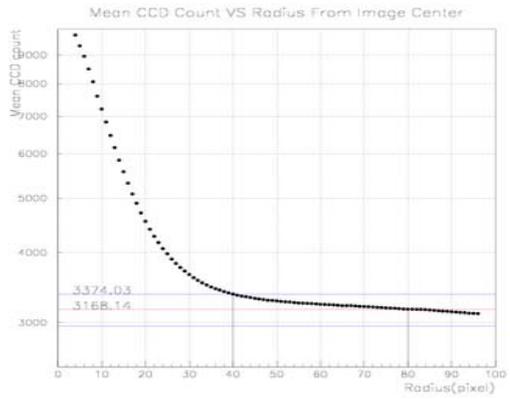


図 4.18: スクリーンのバックグラウンドの導出 I

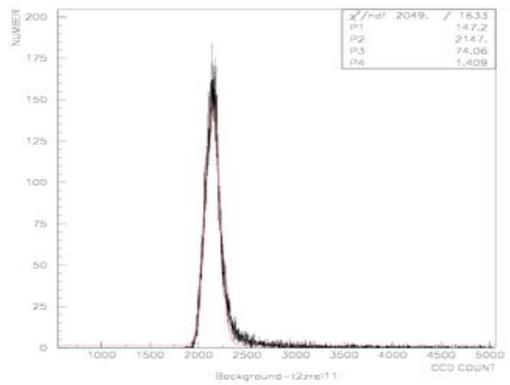


図 4.19: スクリーンのバックグラウンドの導出 II

Rough Estimation of Mirror Reflectivity

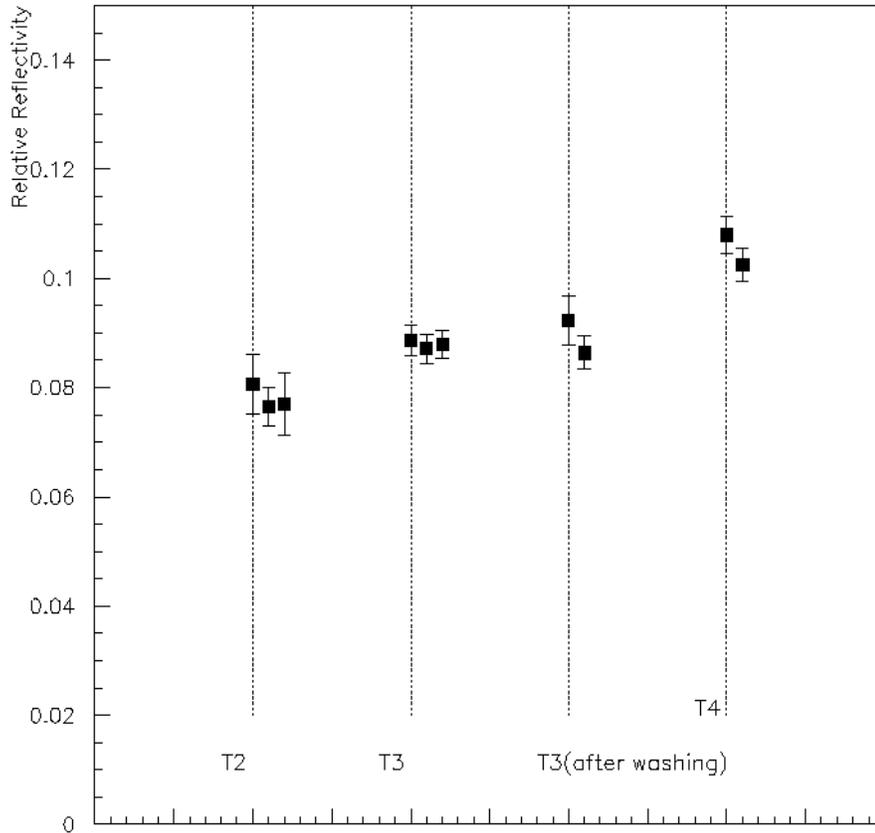


図 4.20: 相対的な反射率

という値は各望遠鏡ごとに一定であるべきで、相対的な反射率を表している。(但し V フィルターを使用しているので、V バンドの波長内平均値)

この値の望遠鏡毎に分けてプロットしたものが図 4.20 になる。ここで付けたエラーは、上記のバックグラウンドのエラーに加えて、同じ星を 3 分後に撮像したデータがあり、その CCD カウントの総和が約 3% ずれていたため、この測定法では原理的に天候の影響がその程度あると思ってどの像のシグナルに対しても 3% のエラーも加えた。(この他に CCD 画像の取扱い - ダークフレーム、フラットフレームの演算、CCD に現れるカウント (光由来のもの) をポアソン分布と仮定したエラーの算出 - これらも計算に入っているが、上記のエラーに比べて小さいことがわかった)

計算から相対的な反射率の値は以下ようになった。

2 号機 : 0.078 ± 0.003

3 号機 : 0.088 ± 0.002

3号機 (洗浄後) : 0.088±0.003

4号機 : 0.105±0.002

(4.8)

3号機については、鏡を洗浄する前後での値を載せてある。データのサンプルが少ないことに加えて、全数の小型鏡の鏡を洗浄したわけではないので、明確に数字として反射率の向上は見られていない。

4.3.4 最終的な反射率

上の "相対的な反射率" とスクリーンの反射率を使って望遠鏡の反射率を計算する。

式??を計算すればよい。式??のパラメーターの表記をそのまま使用すると、 $R_{rel}(V)$ は図 4.20 のプロットの値である。その他の値は以下の式である。

$$\begin{aligned} S_{ccd} &= 5.31 \text{ cm}^2 \\ S_{mirror} &= 4.78 \times 10^3 \text{ cm}^2 \\ \Omega &= 8.28 \times 10^{-6} \text{ str} \\ \sum_1^{114} T(\theta_i, V) &= 0.145 / \text{str} \end{aligned} \tag{4.9}$$

これらを計算して図 4.20 と同じ形式のグラフにしたものが図 4.21 である。

各望遠鏡でエラーの大きさを重みにつけた加重平均をとると、

2号機 : 63.1±3.4%

3号機 : 71.4±3.1%

3号機 (洗浄後) : 72.4±4.2%

4号機 : 85.3±4.6%

(4.10)

CCDの測定から得られた反射率は、まず望遠鏡間の反射率の比率はとてもリーズナブルであると思われる。それに対して、4号機の反射率が可視光領域で85%あるのは、若干高い感じがいないめない。なぜなら2004/3月に小型鏡をインストールしてから半年野外にさらされているので、反射率が有意に落ちているはずであるからである。反射率計による測定の結果は、(図4.4~4.7) 2号機・3号機の反射率が60%程度であり、4号機の反射率が約70%という結果を示している。反射率計での結果については、望遠鏡の下についている小型鏡について測定しているの、最も表面が汚れているケースの値を示していると解釈することができる。

考えられることは、スクリーンの反射率を低く見積もっている可能性がある。

今回測定した反射率は可視光領域のものであるので、300nm付近の反射率とは値が異なる。できればUバンドでの測定を行いたい、CCDの感度の問題で現状では非常に難しい。将来的には青い波長に感度を持つCCDを入手するか、何か別の方法を考えたほうが良いと思われる。

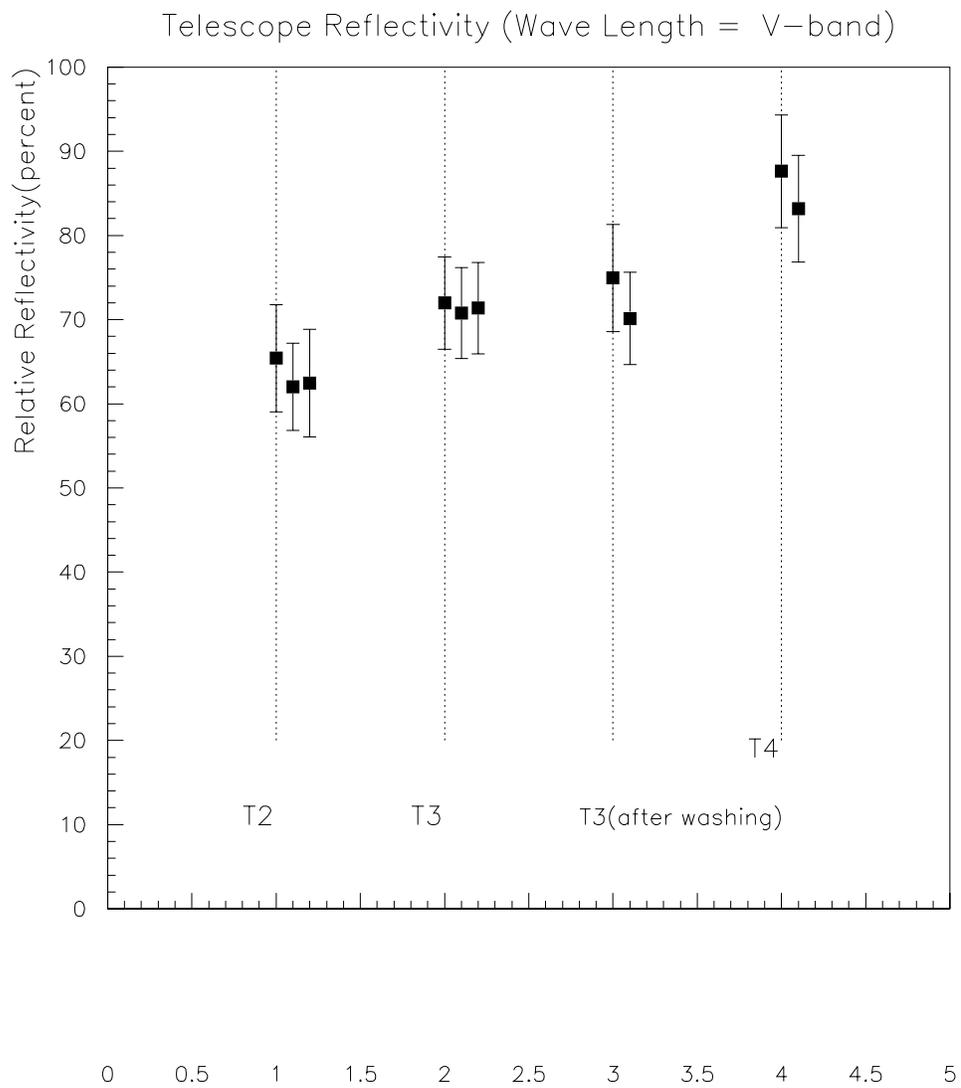


図 4.21: 望遠鏡の反射率

第5章 大気減光の測定

5.1 測定の意義・背景

宇宙 γ 線が大気に入射すると電磁シャワーを起こし多数の電子・陽電子を生成すること、また電磁シャワーの発達とともに1個の電子・陽電子が持つエネルギーが減少しそれとともに電離損失が大きくなりやがてシャワーの発達が止まるということは1章で述べた通りである。図5.1には横軸を大気の厚み、縦軸をシャワーに含まれる平均的な粒子数を取り γ 線の入射エネルギーを幾つか変えてシャワーの発達の様子が描いている。おおよそ $\sim 1\text{TeV}$ の γ 線の場合、シャ

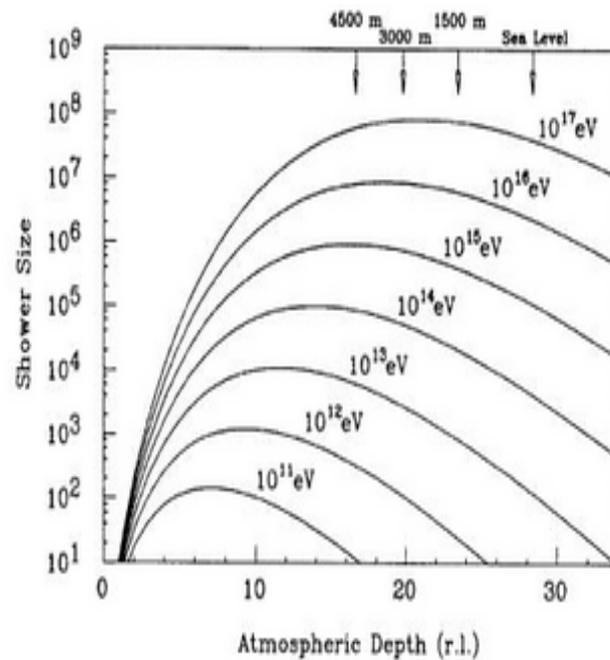


Fig. 3. Longitudinal development of air showers initiated by gamma-ray primaries. The average number of particles in the shower (shower size) is plotted as a function of depth in the atmosphere for various primary energies. The depth is defined by the number of radiation lengths (r.l.). The radiation length of air is $\sim 37\text{g cm}^{-2}$.

図 5.1: シャワーの発達と高度の関係 [15]

ワ-の最大発達高度が 10km になるので、地上で観測されるチェレンコフ光は大気を 10km 程度通過することになる。

そのため大気を通過するうちに大気との様々な相互作用によりチェレンコフ光の強度が減衰してしまう効果は無視できない。減衰の効果をシミュレーションした例が 1 章に掲載した図 1.4 であり、可視領域よりも短い波長域で大気透過率が減少してチェレンコフ光が減光しているのがわかる。減光の要因としてはレイリー散乱、ミー散乱、オゾンによる光の吸収などが挙げられる。以下で簡単に各要因について紹介する。

レイリー散乱

レイリー散乱とは一言でいうと光の波長よりも小さい微粒子による散乱である。可視光の波長 $\sim 1[\mu m]$ に対して空気中の分子の大きさは $\sim 1[nm]$ なので、大気を通過する可視光は絶えずレイリー散乱を受けている。

光の波長を λ と置くと、レイリー散乱の散乱断面積 σ が式 5.1 で表わされ波長の 4 乗の逆数に比例する。

$$\sigma \propto \frac{1}{\lambda^4} \quad (5.1)$$

このことは定性的には以下のように説明できる。

一般に電気双極子 \vec{p} が十分遠方の場所 ($|\vec{r}| = r \gg 1$) において式 5.2 で表わされる電場・磁場を形成する。

$$\begin{aligned} \vec{E} &\propto \frac{\hat{r} \times (\hat{r} \times \ddot{\vec{p}})}{r} \\ \vec{B} &\propto \frac{\hat{r} \times \ddot{\vec{p}}}{r} \\ \hat{r} &\equiv \frac{\vec{r}}{|\vec{r}|} \end{aligned} \quad (5.2)$$

入射光によって大気中の原子内に電気双極子 \vec{p} が誘起されるとする。慣性項を無視すると入射光の振動数を ω として電気双極子は単振動する。

$$\ddot{\vec{p}} = -\omega^2 \cdot \vec{p} \quad (5.3)$$

電気双極子からの輻射エネルギー F はポインティングベクトル $\vec{E} \times \vec{B}$ に比例するので式 5.2、式 5.3 を代入して

$$\begin{aligned} F &\propto \vec{E} \times \vec{B} \\ &\propto \frac{\hat{r} \times (\hat{r} \times \ddot{\vec{p}})}{r} \times \frac{\hat{r} \times \ddot{\vec{p}}}{r} \\ &\propto \omega^4 \\ &\propto \frac{1}{\lambda^4} \end{aligned} \quad (5.4)$$

式 5.4 から電気双極子からの輻射エネルギーは入射光の波長の 4 乗分の 1 に比例するので逆に元の入射光はその分だけ散乱される。

ミー散乱

ミー散乱は光の波長と同程度の大きさの粒子によって引き起こされるものであり一般に複雑な散乱課程になる。ミー散乱を起こす粒子としてはエアロゾル (aerosol: 気体中に浮遊する微小な液体または個体粒子 [13]) や水蒸気、雲粒などである。これら粒子が高度数 km に存在しているので低空での散乱であることが特徴である。ミー散乱はその日の大気の状態 (エアロゾル、水蒸気の量) にも依存するので定量的な議論をするのは簡単ではない。

オゾンによる吸収

地上からの高度にして ~10km までを対流圏と呼び、対流圏より上空で高度 ~50km ぐらいまでを成層圏と呼ぶ。対流圏では文字通り対流が起きているのに対して、成層圏は大気は上下方向に運動することは少なく安定性に富んだ層状の構造になっている。オゾン層は成層圏に存在し、高度にして 20km から 30km が最もオゾンの数密度が高い。しかし宇宙線由来の大気チェレンコフ光が発生する対流圏にもオゾンは存在しており数密度はオゾン層の 10 分の 1 程度である (図 5.2)。オゾンは波長 200nm~300nm の紫外線を吸収するので、この波長域の光は大きく減光する。

現在 CANGAROO-III では、モンテカルロシミュレーションに用いる大気モデルとして "U.S.Standard Atmosphere" を採用しており、大気による光の減光効果としてレイリー散乱を入れている。参考までに "U.S.Standard Atmosphere" 大気モデルの温度、圧力、密度の高度に対する依存性を図 5.3 に挙げておく。

大気チェレンコフ実験では観測で得られたチェレンコフ光の強度からモンテカルロシミュレーションによってシャワーを再構築し入射した宇宙 γ 線のエネルギーを見積もっているため、大気による減光の効果をより精度よく知る必要がある。

以上の目的のもとで実際に観測地での大気による星光の減光を観測し、シミュレーション結果との比較を行った。

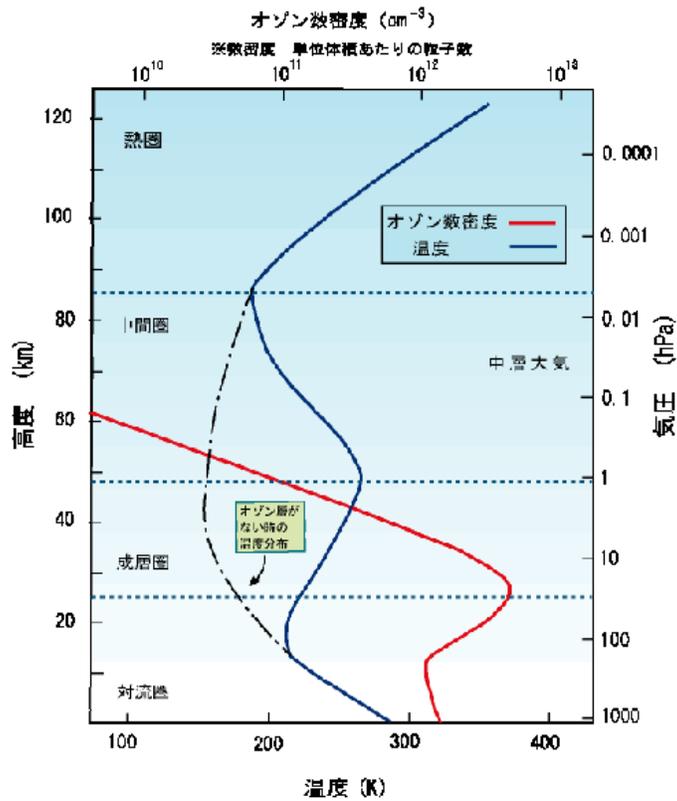


図 1. オゾン数密度と大気温度の鉛直分布

図 5.2: 大気高度とオゾンの数密度 [18]

5.2 測定方法

5.2.1 星の撮像

同じ明るさの星を地上で観測する場合に、星の位置する高度 EL (以下では "高度" とは elevation のことを指す) によって星光が通過してきた大気の厚みが異なるため測定される光量に違いが生じる。このことから様々な高度にある星を CCD で撮像して星の光量を測定することにより大気による減光の効果測定した。減光の波長による違いを測定するために CCD にジョンソンフィルターを装着した。フィルターは U、B、V の 3 種類を用いて適宜交換しながら測定を行なった。(フィルターホイールは用いなかったのと同じ星に対して次々とフィルターを交換しながらの測定は行なうことができなかった。) 測定方法は測定セットアップ I で星を直接 CCD で撮像した。近似的に高度 EL の大気の厚みは式 5.5 に比例するので天頂 (EL = 90°) の大気の厚みを 1 とおくと高度と大気の厚みの関係は表 5.1 のようになる。

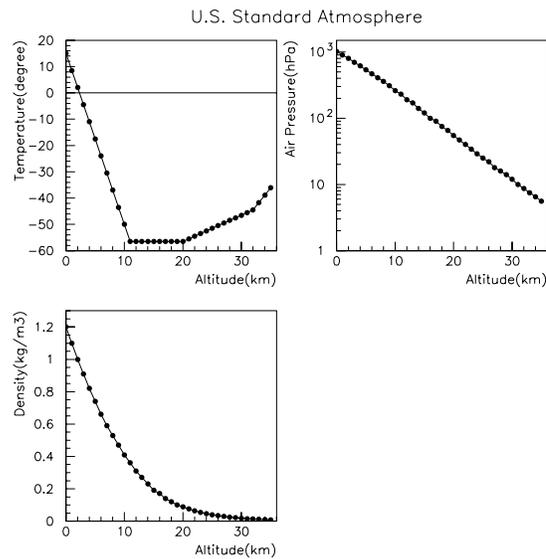


図 5.3: U.S. 標準大気. いずれも横軸高度. 縦軸は左上:気温、右上:気圧、左下:空気密度

$$\frac{1}{\cos(90^\circ - EL)} \quad (5.5)$$

従って高度 90°~30°, 30°~20°, 20°~15°, 15°~10° の範囲でそれぞれ 1、2 点星を撮像した。その

高度	90°	30°	20°	15°	11°
大気厚み	1	2	2.9	3.8	5.2

表 5.1: 高度と大気厚みの関係

他の測定上の注意点としては、CCD ピクセルの間隙の影響を減らして光量を正確に測定するために光学系のピントを無限遠から少しずらし星像が CCD 画像上で半径数ピクセルになるようにぼかした。また露光時間は星の等級 (V 等級) に合わせて調整し、星像のピークの CCD カウントがだいたい一定になるように (従って CCD カウントが飽和しないように) した。CCD は ST5C(測定セットアップ I) を用いているが、シャッターの開閉の制御ができなかったためにダークフレームは全ての測定後にレンズの蓋をして撮像した。

撮像した星のリストを表 5.2 にまとめた (等級は BSC カタログより)。表 5.2 中の 2 重罫線は測定日が異なることを示している。

5.2.2 ジョンソンフィルターについて

測定波長を制限するために一般的に使用されているのがジョンソンフィルターシステムである。これは 1960 年代にジョンソン (Harold Johnson) が導入したある波長範囲にのみ透過率を持つフィルターのことで波長範囲毎に U、B、V、R、I フィルターと呼ばれている。測定に使用したジョンソンフィルターは国際光器 (天体望遠鏡専門店) から購入しており、各フィルターの透過率の規格は図 5.4 の通りである [17]。2004 年 10 月、11 月の測定では地上に到達する大気チェレンコフ

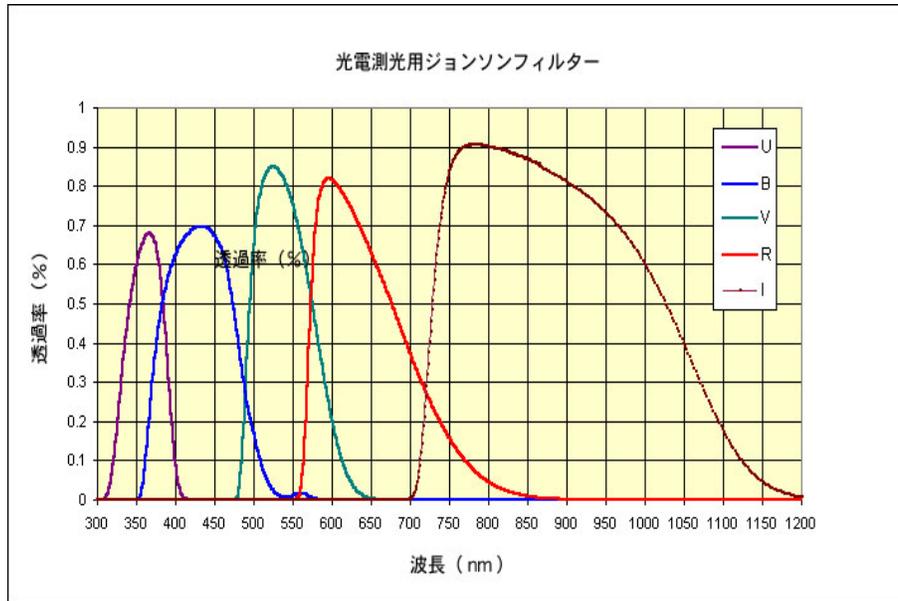


図 5.4: ジョンソンフィルターの透過率 (カタログ仕様)[17]

光のスペクトルで重要な U、B、V の三つのフィルターを使用した。現地で使用する前に国立天文台において各フィルターの透過率を測定した。

国立天文台での測定結果と国際光器のカタログ仕様値 [17] を比較したのが表 5.3 である。透過率のピークが若干実測値の方が高い他は各フィルターの特性は仕様通りであることが確認された (注、U フィルターの FWHM の値が大きく仕様と実測で異なっているが、図 5.4 から判断すると仕様の方が誤記である可能性が高い)。

5.3 考察

5.3.1 解析結果

解析は 4 章 (望遠鏡の反射率の測定) で星像の CCD カウントを計算した方法と同様に行なった。まずライトフレームからダークフレームを引いた後にフラットフレームで全ピクセルのゲインを

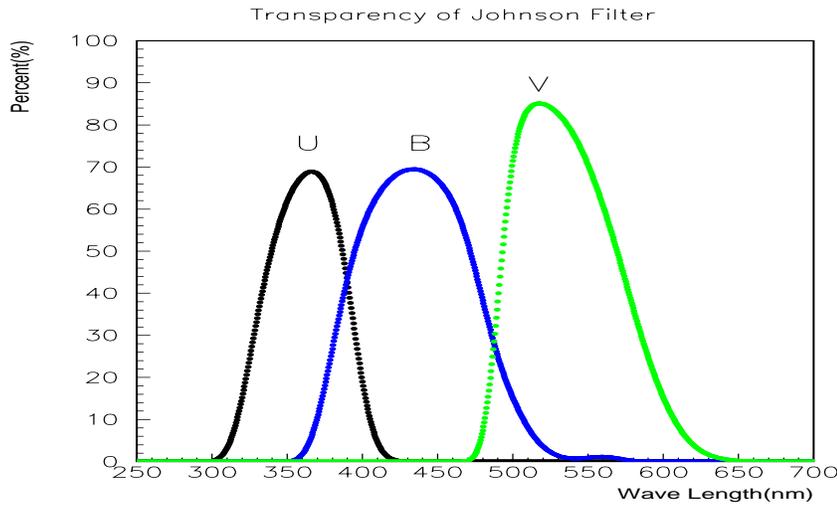


図 5.5: 国立天文台で測定したジョンソンフィルターの透過率

補正した。その後星像の中心から星像の大きさに対して十分大きな半径の円内の CCD カウントの総和を求めこれからバックグラウンドを差し引いて星のフラックスを計算した。バックグラウンドも 4 章の星像の計算の時と同じ手法を用いた。

一般に二つの星の等級を M_1, M_2 、そのフラックスを F_1, F_2 と置くと以下の関係式が成り立つ。

$$M_2 - M_1 = -2.5 \times \log \frac{F_2}{F_1} \quad (5.6)$$

上の M_1, F_1 を定数と思うと、星の等級 M_2 とフラックス F_2 の関係はある定数 $Const$ で結ばれる。

$$Const = -M_2 - 2.5 \times \log F_2 \quad (5.7)$$

実際には大気の減光によりフラックス F_2 が α 倍の $F'_2 = F_2 \cdot \alpha$ に変化する。地上で観測されるのは F'_2 なので式 5.7 を F'_2 で表わす。

$$\begin{aligned} Const &= -M_2 - 2.5 \times \log F_2 \cdot \alpha + 2.5 \times \log \alpha \\ Const - 2.5 \times \log \alpha &= -M_2 - 2.5 \times \log F'_2 \end{aligned} \quad (5.8)$$

大気の減光は光が通過する大気の厚みに比例すると考えられる。ある高度方向の大気の厚みは地球の丸みや空気の密度の変化を考えない近似では式 5.5 で書けるので、高度 EL 方向の大気の厚みを $Airmass(EL)$ と置くと $2.5 \times \log \alpha \propto Airmass(EL)$ の関係が成り立ち、式 5.8 の左辺が $Airmass(EL)$ に比例する。このことから CCD カウントでの星のフラックス F'_2 とカタログから求めた星の等級 M_2 を式 5.8 に入れて横軸 $Airmass(EL)$ でプロットした (図 5.6)。図 5.6 の縦軸は式 5.8 からわかるようにいわば測定系の等級であり原点には意味がない。また U、B、V のフィルターでの測定毎に色分けを行なっていて、黒色の点が U に、青色の点が B に、緑色の点が V の

データに対応する。U のデータは測定が 2 日にわたったのでそれをマーカーの形を変えることで表現してある。星の等級は BSC カタログ (The Bright Star Catalog, 5th Revised Ed.) を用いた。等級のクロスチェックのために Ducati によるカタログ (Stellar Photometry in Johnson's 11-color system Ducati 2002) を参照したが、測定した星が明るいものばかりであるため二つのカタログの差はほとんど無く (最大で 0.01 等) 等級の誤差は無視できることがわかった。図 5.6 の左上には各バンドでの測定点へ直線でフィッティングした時の傾きを掲載した。それを改めて書くと、V バンドの光は 1 大気厚みあたり 0.19 等、B バンドの光は 0.25 等 U バンドの光は 0.60 等の減光を受ける (フィッティングのエラーは ~ 0.03 等)。最終的にはある高度方向の大気を通過した光の減衰度が知りたい数字なので、大気の減光の様子から大気透過率を計算してみた。式 5.8 の右辺の定数 $Const$ は前述のように検出器や測定方法によって変わる定数であり、図 5.6 の縦軸の原点の絶対等級はわからない。そこでここでは図 5.6 の直線フィッティングの結果得られる Y 切片を原点とみなしてその点を地球大気上空での大気を通過していない光の強度とする。すると測定点の大気によって減光された等級 M が決まるので $100^{-\frac{M}{5}}$ 倍が求める大気の透過率になる。

以前に大気透過率計算プログラム MODTRAN (moderate resolution transmittance) によって大気透過率、大気の減光などのシミュレーションが行なわれた [16]。今回のデータから求めた大気の透過率と、シミュレーションで計算された大気の透過率を重ね書きしたグラフが図 5.7 で、シミュレーションのモデルを幾つか変えて大気透過率を比べたのが図 5.8 である。

図 5.7 では星印が実測値、実線が図 5.6 中の直線 (実測値へのフィットの結果) であり、点線が "desert model" のシミュレーションの結果を表わしている。色分けは図 5.6 と同じく黒が U、青が B、緑が V バンドフィルター付きでの測定を表わしている。また図 5.8 では天頂の大気透過率を横軸波長にとって比較しており、黒印が今回の実測値で、赤、青、緑の点は modtran のモデル ("desert model", "rural(VIS=25km)model", "rural(VIS=5km)model") を表わしていて、違いはエアロゾルの量であり順にミー散乱の寄与が大きくなっていき大気透過率が落ちている。図 5.8 から最も近いモデルは "desert model" であることがわかる。即ち観測地の大気の状態はミー散乱が少ないモデルとよく合っていることを示唆している。

5.3.2 観測地の気候条件及び今後に向けて

CANGAROO-III のシャワー観測時にはシャワーのデータとともに様々な環境データを収集している (1 章参照)。この環境データのの一つに観測時の望遠鏡周辺の大気状態のモニターデータがあり、これは気温、湿度、風速、露点などが Davis 社製の Weather Monitor を通じて収集される [14]。

図 5.9 が 2004 年の各月の観測時の平均気温、平均湿度、平均気圧、平均水蒸気量を示している (7 月、9 月のサンプル数が少ないため参考値である)。図 5.9 中の赤点は 20 時から 23 時の間の平均値、緑点は 23 時から翌日の 2 時の間の平均値、青点が 2 時から 5 時の平均値を表わしていて黒点が全体の平均値である。

図 5.9 から、11 月の CCD による測定が行われた時間帯の気候は気温が約 15° 、湿度約 45%、水蒸気量としては $6g/m^3$ 程度であり 1 年を通して見ると平均的な気候であることがわかる。従って今後の課題としては 6 月や 1 月など気候条件が異なる環境で大気透過率を測定することが挙げられる。

Air Extinction For 3 colors(Using BSC catalog)

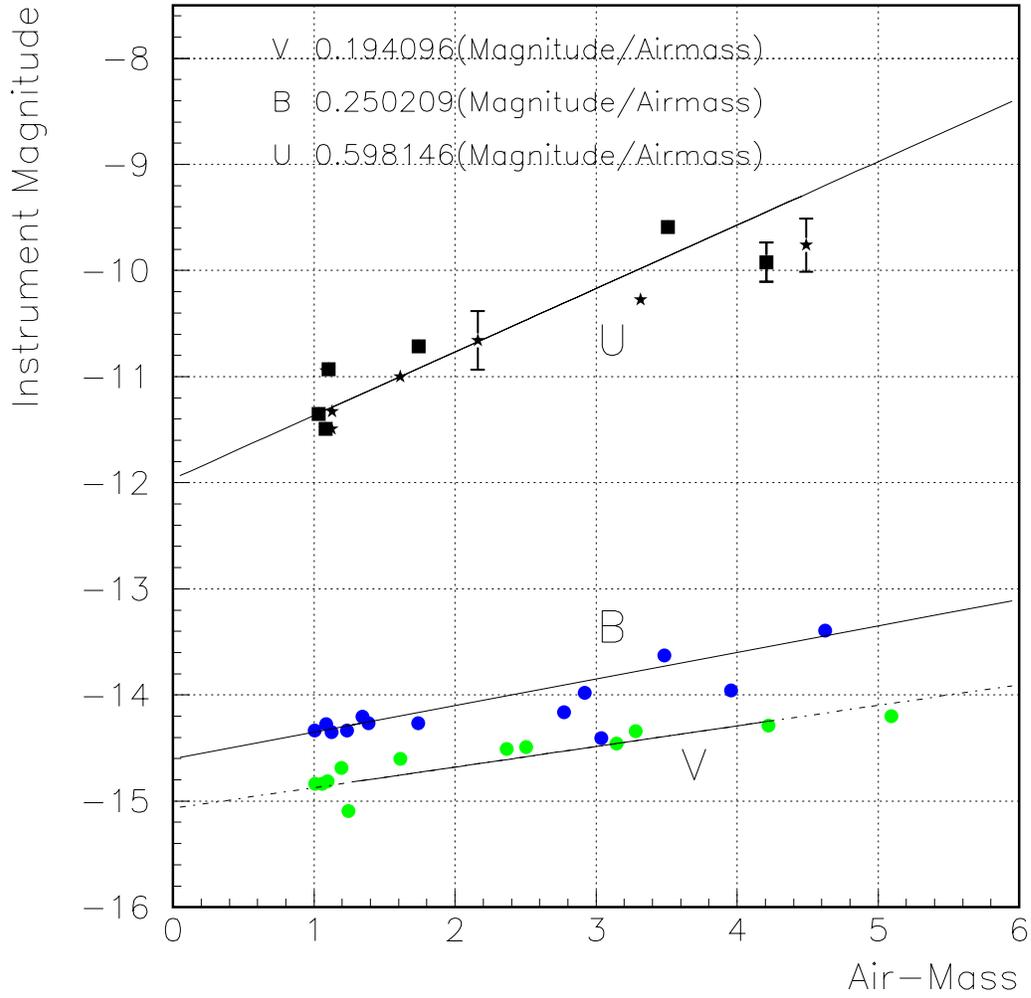


図 5.6: U,B,V の波長域による大気減光の様子

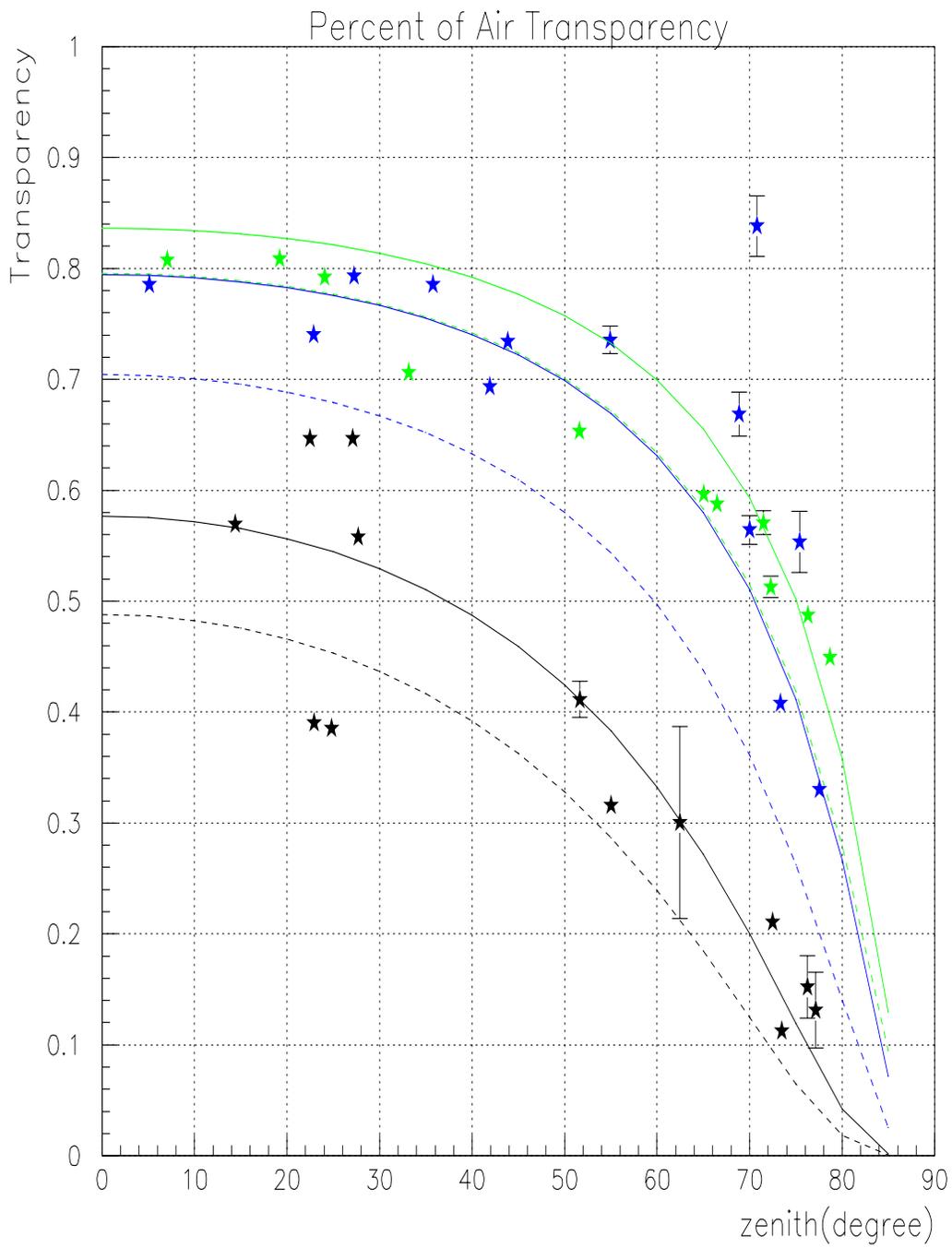


図 5.7: 大気透過率の比較 I: 星印が測定点. 破線がシミュレーション (desert model)、実線が測定点からのフィッティング結果

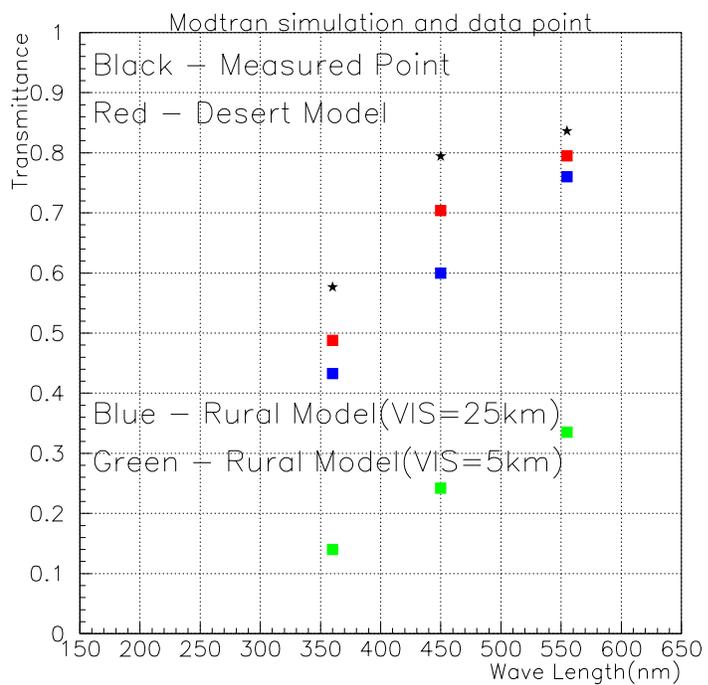


図 5.8: 大気透過率の比較 II : Modtran の計算モデルによる違い. 縦軸は大気透過率. 横軸は波長

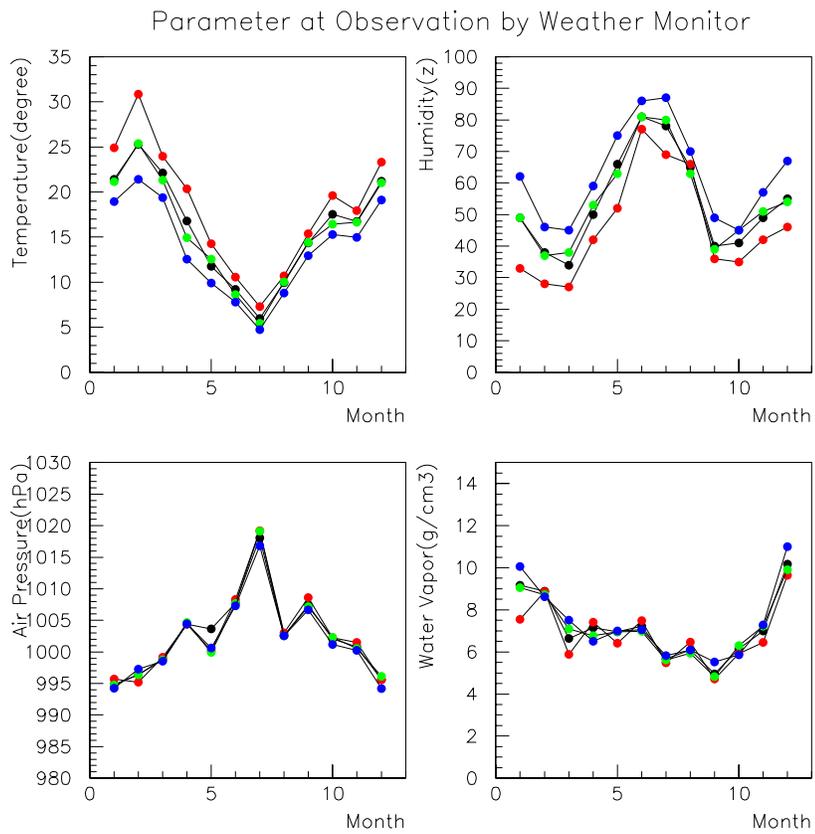


図 5.9: 2004 年の観測時の月平均温度 (左上)、湿度 (右上)、気圧 (左下)、水蒸気量 (右下) の推移

座標 (ra,dec)	露光時間 (秒)	高度 (°)	フィルター	U 等級	B 等級	V 等級
89.882 44.947	6.60	13.69	V	1.98	1.93	1.9
152.093 11.967	4.00	11.30	V	0.88	1.24	1.35
162.406 -16.194	20.20	17.74	V	5.66	4.36	3.11
145.287 9.892	29.40	18.52	V	4.22	4.01	3.52
116.329 28.026	3.30	23.51	V	2.99	2.14	1.14
74.248 33.166	13.70	24.98	V	6	4.22	2.69
45.570 4.090	11.80	38.39	V	6.11	4.17	2.53
49.879 -21.758	34.40	56.86	V	7.12	5.31	3.69
114.474 -33.798	30.60	65.92	V	3.07	3.44	3.56
95.078 -30.063	18.60	82.95	V	2.11	2.83	3.02
101.287 -16.716	0.30	70.82	V	-1.51	-1.46	-1.46
44.565 -40.305	22.80	53.53	V	3.52	3.38	3.24
24.429 -57.237	4.00	48.07	B	-0.36	0.3	0.46
95.988 -52.696	2.00	62.73	B	-0.47	-0.57	-0.72
6.438 -77.254	30.30	35.08	B	3.53	3.42	2.8
187.791 -57.113	10.30	14.62	B	5	3.22	1.63
340.667 -46.885	19.90	19.22	B	5.37	3.7	2.1
24.429 -57.237	3.00	46.16	B	-0.36	0.3	0.46
334.625 -60.260	50.00	21.12	B	5.79	4.25	2.86
31.793 23.462	22.00	20.02	B	4.27	3.15	2
47.042 40.956	24.30	12.48	B	1.7	2.07	2.12
78.635 -8.202	3.90	67.10	B	-0.57	0.09	0.12
59.463 40.010	49.40	16.67	B	1.72	2.71	2.89
84.912 -34.074	39.30	84.89	B	2.06	2.52	2.64
122.383 -47.337	17.80	54.21	B	0.57	1.56	1.78
95.988 -52.696	100	67.50	U	-0.47	-0.57	-0.72
78.634 -8.202	120	65.17	U	-0.57	0.09	0.12
24.429 -57.237	180	35.00	U	-0.36	0.3	0.46
210.956 -60.373	180	16.54	U	-0.6	0.38	0.61
219.901 -60.835	180	13.74	U	0.94	0.7	-0.01
101.287 -16.716	120	75.62	U	-1.51	-1.46	-1.46
186.649 -63.088	210	17.54	U	0.06	1.09	1.33
95.988 -52.695	120	62.93	U	-0.47	-0.57	-0.72
101.287 -16.716	90	62.29	U	-1.51	-1.46	-1.46
114.825 5.225	210	38.36	U	0.82	0.8	0.38
78.634 -8.201	150	67.08	U	-0.57	0.09	0.12
116.328 28.026	420	27.56	U	2.99	2.14	1.14
79.172 45.998	210	12.85	U	1.32	0.88	0.08

表 5.2: 2004 年 10 月 : 大気減光測定 of 星のリスト. 等級は BSC カタログより

	U(実測 仕様)	B(実測 仕様)	V(実測 仕様)
中心波長 (nm)	362 364	434 435	533 538
FWHM(nm)	64 32	98 98	84 98
ピーク透過率 (%)	68.9 60	69.4 65	85.1 80

表 5.3: ジョンソンフィルター特性の実測値と仕様の比較

第6章 夜光の測定

夜光とは、月や人工光がない晩でも存在する光のことであり、シャワーからのチェレンコフ光の観測において常に背景雑音となる。

夜光は一般に大気光、黄道光、星野光からなっていて、大気光は太陽からの紫外線などのエネルギーで電離した地球大気中の原子・分子が再結合する際に発する光であり、黄道光は黄道面のチリが太陽光で光っている現象である。星野光は星由来の光である。

理科年表に載っている夜光の平均輝度(波長 5300\AA での値)を表 6.1 に掲載しておく。それによると黄道光と星野光のフラックスは同程度であり、大気光は黄道光・星野光の半分である。また

	大気光	黄道光	星野光
夜光量 (5300\AA)	66	162	156

表 6.1: 2004 年度理科年表に掲載されている夜光量. 単位は $10^{-9} \text{ erg/cm}^2/\text{sec}/\text{str}/\text{\AA}$

図 6.1[20] に典型的な夜光のスペクトルを示した。大気光由来の輝線がするどいピークを作っているのがわかる。今回の CCD による夜光の測定では波長 557nm にある酸素原子によるのピークが含まれるがこの効果について後述する。

CANGAROO グループではシミュレーションに用いる夜光の量として、Jelley(1958)[19] がまとめた値、

$$2.55 \times 10^{-11} \text{ J/cm}^2/\text{sec}/\text{str}(4300 \sim 5500\text{\AA}) \quad (6.1)$$

を使用している。夜光量として光子数に換算するには可視領域の夜光のエネルギーフラックスが波長に依存しないという仮定を置く。すると式 6.1 から波長 1nm 当たりの夜光量は式 6.2 になる。または 1nm 当たりでは

$$2.125 \times 10^{-13} \text{ J/cm}^2/\text{sec}/\text{str}/\text{nm} \quad (6.2)$$

従って波長 $430\text{nm} \sim 550\text{nm}$ でのジェリーの夜光量は

$$\sum_{\lambda=430\text{nm}}^{550\text{nm}} \frac{2.125 \times 10^{-13}}{\frac{hc}{\lambda}} \sim 6.3 \times 10^7 \text{ photons/cm}^2/\text{str}/\text{sec} \quad (6.3)$$

となる。

CANGAROO の観測地での夜光量を見積もって、式 6.3 の夜光量との比較を行うことを目的に夜光の測定を行った。

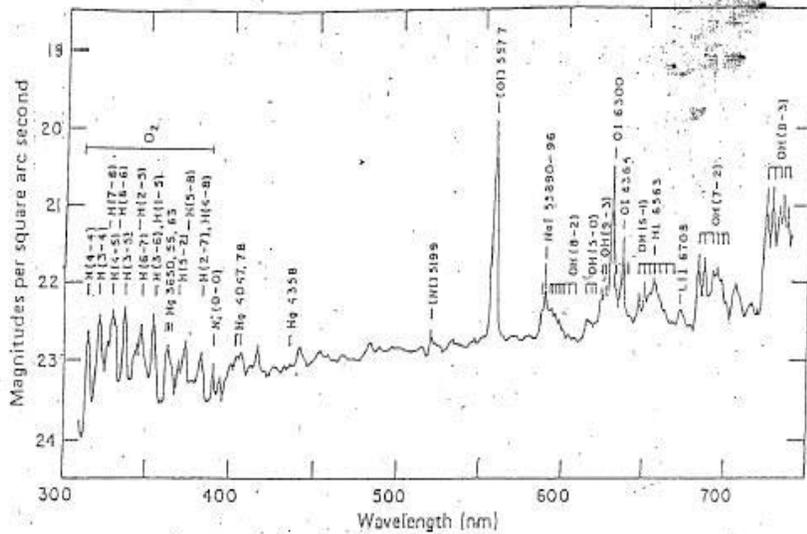


図 6.1: 夜光のスペクトル [20]

6.1 測定方法

2004年11月の数日に渡って測定を行った。全ての測定は月がでていない時間帯を選んだ。測定方法は、測定セットアップ I,II の二つで行われたが、II の場合には ST7E の視野を調整して PMT カメラの外側に十分な視野が確保されるようにした。経緯台式望遠鏡であることからくる視野の回転のために、画像中で星が回転して CCD 画像中に円弧を作ってしまう。この効果を抑えるために撮像時間を短くする必要があり、広視野より明るさを重視して 50mm, F1.4 のレンズを使用した。(- フィルターの口径がレンズの口径より小さいので実際には F1.4 ではない) また夜光が微弱であるため CCD の読みだしノイズの影響を受けやすい。S/N を上げるために、CCD の撮像において表 6.2 にあるようにピンニング設定を変えて複数のピクセルをまとめて読み出すモードを選択した。

観測日時、撮像した領域、CCD のパラメータを表 6.2 にまとめた。天候については 11 月 7 日は他の日に比べて目視で雲が多かった。表に書いてある "dark region" は、明るい星のない領域を二つ選んだものである。それぞれの赤経・赤緯は dark region I が (6.3357,-26.0990) であり、dark region II は (51.4014,-29.5990) であった。

11 月 7 日、8 日にはスターバースト銀河、NGC253 とかに星雲 (Crab) の観測中に CCD で夜光を測定した。11 月 7 日の Crab は Long On/Off と呼ばれるモードで観測が行なわれた。これは Crab (=On 観測) を観測した時の望遠鏡の天球上での軌跡 (方位・高度) と全く同じ軌跡を時間をずらして追尾し観測 (=Off 観測) することによって、Off 観測を Crab (On) 観測のバックグラウンドとして用いるための観測モードである。Off は On (ターゲット) の赤経をずらすことによって観測される。11 月 8 日の Crab 及び 11 月 7 日、8 日の NGC253 の観測は Wooble と呼ばれるモードでの観測であり、これはターゲットの赤緯を 20 分おきに $\pm 0^{\circ}.5$ ずらして観測するモードである。この両日の夜光測定の視野を図 6.2 (Crab)、図 6.3 (Crab Off 11/7 のみ)、図 6.4 (NGC253) に載せ

日時	領域	セットアップ	撮像時間 (sec)	フィルター	ピンニング
11/6	dark region I,II	I	180	V	2x2
11/7	NGC253,Crab	I	300	B	2x2
11/8	NGC253,Crab	II	180,300	B	3x3

表 6.2: 2004/11 月に行われた夜光測定の統計

た。いずれの図も赤枠が 11 月 7 日の ST5C による測定視野で、青枠が 11 月 8 日の ST7E による測定視野を表している、同時に SAO カタログに載っている 8 等星より明るい星の位置を掲載した。特に 6 等以下の星については黄色で表現した。Crab(銀緯=-5.8),NGC253(銀緯=-88) 自身の明るさはそれぞれ 8.3 等、8.0 等であり掲載したどの星よりも暗い。この二つの領域(天体)は銀河面からの距離が違うことから夜光量に自ずと違いが出る事が予想された。

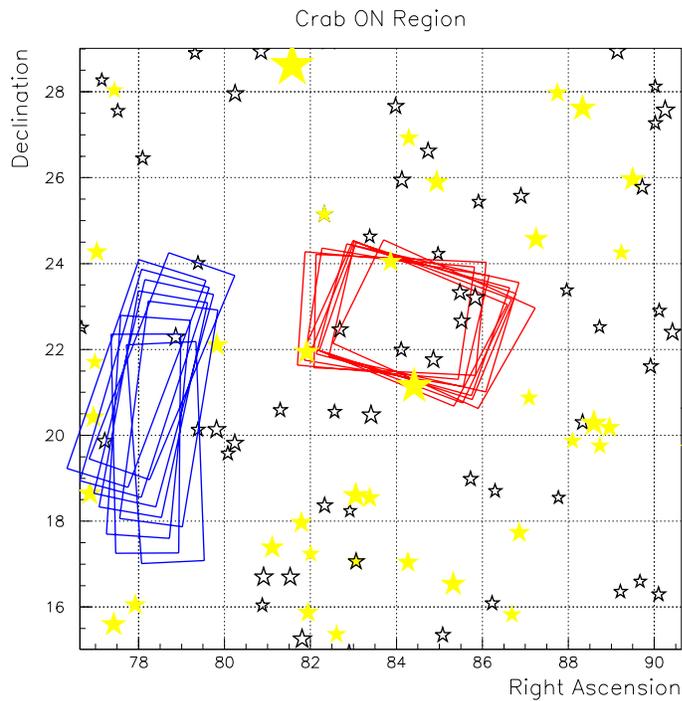


図 6.2: Crab 領域の夜光の計算に使用した視野:赤枠 11/7 測定, 青枠 11/8 測定

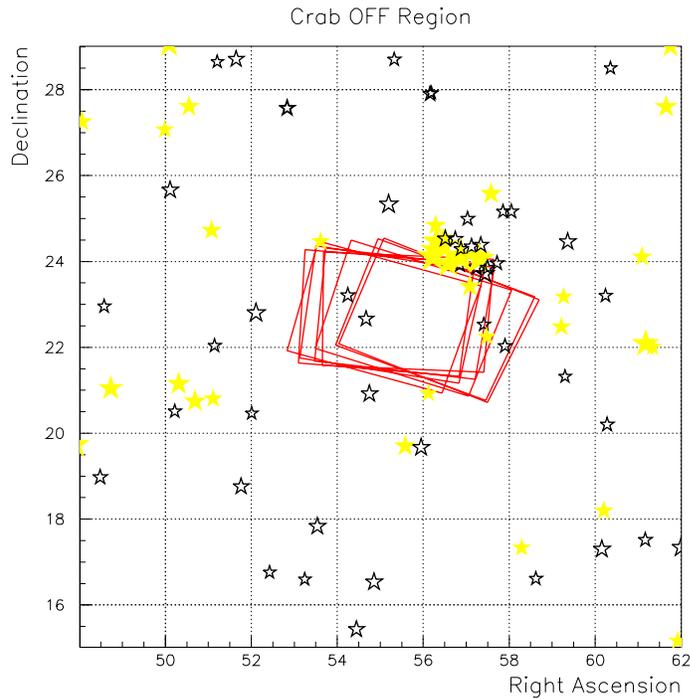


図 6.3: Crab OFF 領域の夜光の計算に使用した視野:11/7 測定

6.2 解析結果

データの解析は以下のような手順で行なった (基本的なアイデアは参考文献 [3] APPENDIX を参照)。

- I. 測定領域に対する夜光 (CCD カウント) を計算
- II. CCD カウントとフラックスの変換係数の導出
- III. 夜光フラックスの計算

6.2.1 I. CCD カウントでの夜光フラックス

CCD の画像のキャリブレーションは 7 章の大気減光と同じく、ライトフレームからダークフレームを引いた後にフラットフレームで割って補正を行った。

CCD 画像からの夜光の計算方法は画像上で計算に使用する領域を決め (図??, 図??, 図??の赤枠、青枠)、その領域内の全 CCD カウントの平均をとった。従って 11 月 6 日、11 月 7 日の測定データでは ST5C の視野全体 $3^{\circ}.2 \times 2^{\circ}.4$ 、11 月 8 日の測定データでは ST7E の視野の一部 $1^{\circ}.5 \times 5^{\circ}.1$ の範囲内の夜光の平均値を計算していることになる。この平均操作の課程で、視野内に映っている

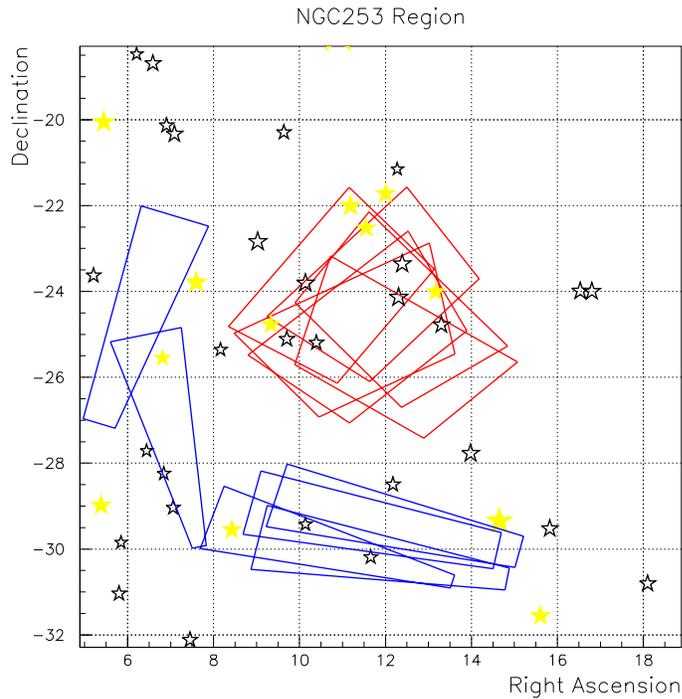


図 6.4: NGC253 領域の夜光の計算に使用した視野:赤枠 11/7 測定, 青枠 11/8 測定

星像は基本的に平均値の計算に含まれないようにした。星像を解析からカットする方法として以下のように行った。

まず領域内の全 CCD カウントのヒストグラム (1次元) を作り、そのヒストグラムの平均値、標準偏差 σ を計算する。上述の平均値から $\pm 4\sigma$ の範囲外にあるものを除いてヒストグラムを作成して再び平均値と標準偏差を求める (4 倍という数字は任意であるが、 2σ で正規分布の全体の面積の 95% が入るのでその 2 倍で決めた)。この iteration を繰り返し行ない (~10 回) 十分収束したヒストグラムの平均値と標準偏差をこの領域の夜光量とそのばらつき (誤差範囲) とした。

図 6.5 がその iteration によってヒストグラムが一つの山に収束していく様子を表していて、左上図 (全ピクセルのヒスト) 右上図 左下図 右下図 (最終的に得られたヒスト) の順番に iteration を行なっている。この操作によって画像中で極端に値が (大きい・小さい) カウント及び星像を平均の計算から省くことができている。その例として図 6.5 の計算を行なったデータの 2 次元画像 (図 6.6) (NGC253-11 月 7 日測定) と、上記 iteration によって計算から省かれた CCD ピクセルを黒く図 6.6 に上書きしたのが図 6.7 を載せておく。

SAO カタログに載っている星の等級とその座標及び CCD の視野から (図??, 図??, 図??を参考に)、上述の方法によって NGC253 領域、Crab 領域ではそれぞれ 6.5 等、6 等以上の明るさの星が計算から除かれていることがわかった。

この計算で得られた夜光の平均カウントを最終的に得られた標準偏差をエラーバーに付けて各測定日ごとにまとめてみたのが図 6.8 (11/6 測定), 図 6.9 (11/7 測定), 図 6.10 (11/8 測定) になる。そ

Example of Iteration

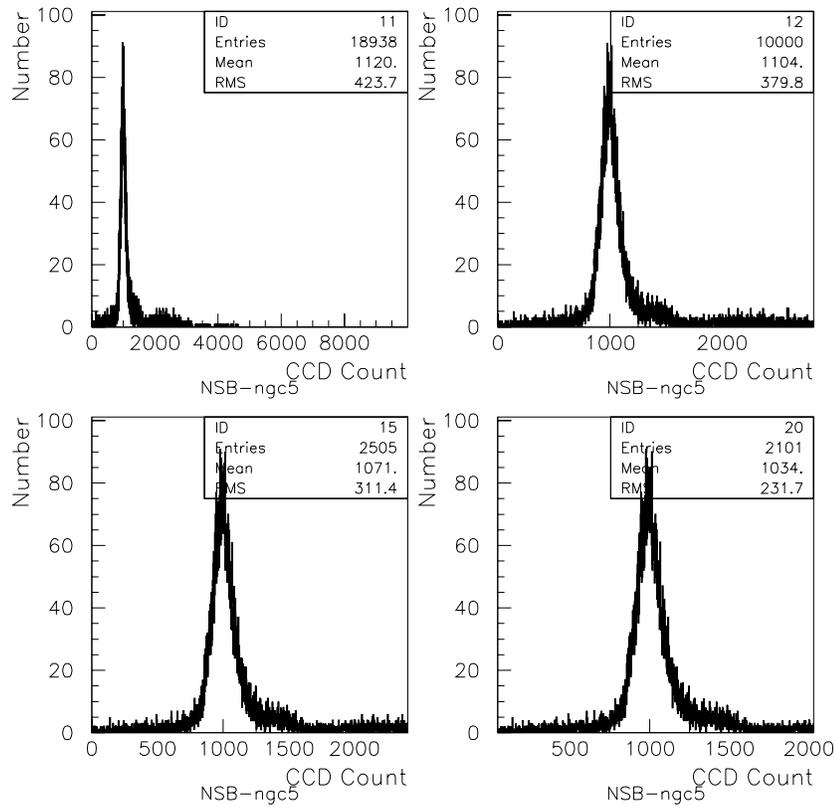


図 6.5: NGC253(11/7 測定) の CCD カウントのヒスト (300 秒露光)

それぞれ望遠鏡が追尾した AZ、EL を横軸にとってプロットしてある。図 6.8 の赤点は dark region I で、黒点は dark region II を表している。

改めて測定条件の違いを挙げると 11 月 6 日は V バンド付きの測定であり、11 月 7、8 日は B バンド付きの測定である。また 11 月 6、7 日は ST5C を使用していて、11 月 8 日は ST7E を使用している。このため同一日での相対的な夜光量の比較は可能であるが、異なる測定日の結果の比較には後に述べるフィルターの透過率や、CCD の量子効率、CCD のカウントとフラックスの変換係数を絡める必要がある。

そこで同一日のデータで夜光量を比較する。図 6.8 では、dark region I と dark region II の夜光は AZ が同じであれば EL が異なってもほぼ同じ値を示しているため、観測地の夜光量が AZ 依存性を持っていることを示唆している。これについては結論を出すにはデータ量が不足しているので今後の測定結果を待ちたい。

図 6.9、図 6.10 から Crab 領域と NGC253 の領域の夜光量の比が見積もられる。より天候の安定していた 11 月 8 日の測定結果より、Crab 領域の夜光量は NGC253 領域の約 1.5 倍であることがわかる。

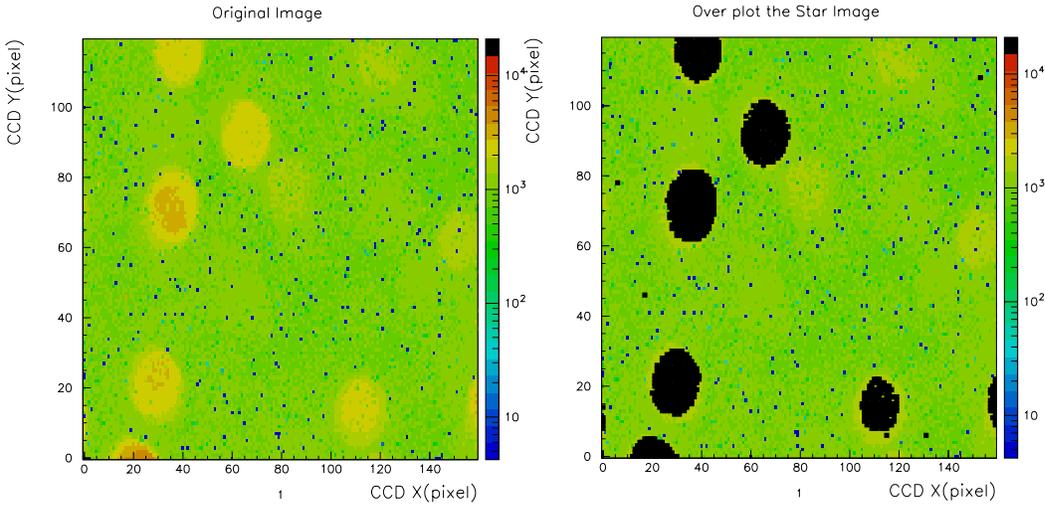


図 6.6: NGC253(11/7 測定):CCD の視野
 図 6.7: 図 6.6 で計算から除いた CCD ピクセル (黒色)

6.2.2 II. 変換係数の導出

星のフラックスの見積もり

夜光フラックスの計算には得られた CCD カウントと実際に入射した photon flux の関係=変換係数を知る必要がある。その方法として、ここでは星を直接レンズで撮像したデータを使用して星のフラックスと、CCD 上に映った星像の CCD カウントの総和から変換係数を計算した。理科年表 (2004) から引用すると、"実視等級 0 の星 (天頂) から地球上 (大気外) にくる波長 550nm の輻射エネルギー "F₀ は、

$$F_0 = 3.64 \times 10^{-11} \text{ J/sec/m}^2/\text{nm} \quad (6.4)$$

と書かれている。

上の値は波長が 550nm での値であるが、V バンドの波長域 $\lambda_1=470\text{nm}$ から $\lambda_2=600\text{nm}$ では輻射エネルギー F₀ は近似的に一定であると仮定する。

CCD で直接測定した星の等級を mag, 大気厚みに換算した星の観測高度を airmass (5 章式 5.5 を参照のこと), V バンドでの 1airmass 当りに減光する等級 E_{mag}、測定の光学系の有効口径=フィルターの面積を S, CCD の量子効率を $\epsilon_{qe}(\lambda)$, V バンドフィルターの透過率を $\epsilon_t(\lambda)$ と置く。その星の光が単位時間当たり CCD チップ上に生成する電子数 N_e (と考えられるもの) は式 6.5 によって計算できる。

$$N_e(\text{electrons/sec}) = \frac{F_0}{\frac{hc}{\lambda_{550}}} \cdot 100^{\frac{-\text{mag} - E_{\text{mag}} \cdot \text{airmass}}{5}} \cdot S \cdot \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \epsilon_{qe}(\lambda) \cdot \epsilon_t(\lambda) d\lambda \quad (6.5)$$

式 6.5 を計算する際に、フィルターの面積は $S = 5.31\text{cm}^2$ 、1airmass 当りに減光する等級は $E_{\text{mag}} = 0.2 \pm 0.05$ を使用した。2004 年の 3 月、10 月の星像の測定から計算された V バンドでの

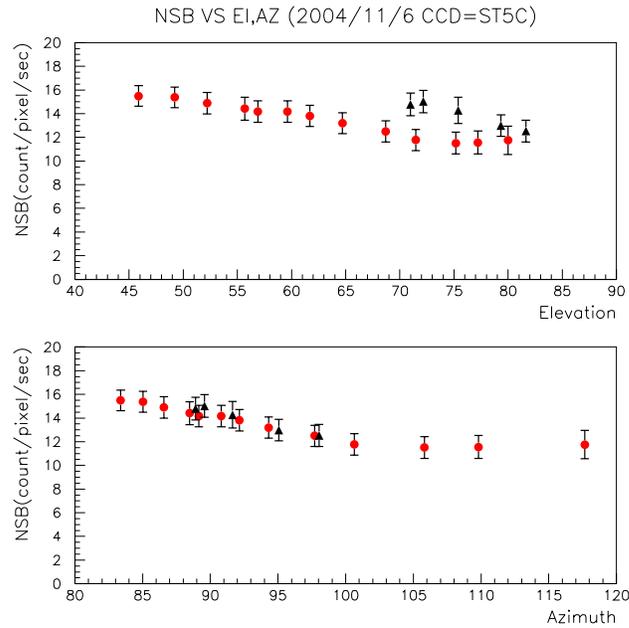


図 6.8: 11/6 測定 : dark region I(赤),II(黒) の夜光量 (CCD カウント/pixel/sec). 横軸は EL(上図)/AZ(下図)

E_{mag} がそれぞれ 0.14,0.19 であったことから、大気状態の変化による E_{mag} の誤差として ± 0.05 という値を付けた。

CCDチップの量子効率・フィルターの透過率

CCDのチップは図 6.11(ST5C), 図 6.16(ST7E) のように、可視光を中心に広い波長範囲で感度を持っている。このためジョンソンフィルターを装着して、フィルターの波長領域内の夜光を測定した。CCDの量子効率(チップの量子効率) $\varepsilon_{qe}(\lambda)$ 及びフィルターの透過率 $\varepsilon_t(\lambda)$ を掛けた効率を計算する。

フィルターの透過率は図 5.5 の通りである。CCDの量子効率は、Webに掲載されているチップの量子効率のグラフから値(波長にして 25nm 間隔でしか点が打っていない)を目視で読みとって、点と点の間はスプライン補間をおこなった(図 6.11, 図 6.12 の赤点が読みとった点で、緑線が計算した線)。また波長の短い所(350nm 未満)は点が存在しないので、スプラインによって求めた傾きから外挿した。

図 6.13, 図 6.14 には CCDチップの量子効率 $\varepsilon_{qe}(\lambda)$ にフィルターの透過率 $\varepsilon_t(\lambda)$ を掛けたものを載せた。黒線、青線、緑線がそれぞれ U、B、Vバンドに対応している。ST5C,ST7E では 557nm での上記の値はピークの 5%なので、酸素原子の輝線(557nm)の効果は夜光の連続成分より明るさが 3 等明るくても積分量 $\int \varepsilon_{qe}(\lambda) \cdot \varepsilon_t(\lambda) d\lambda$ に対しては無視できる。

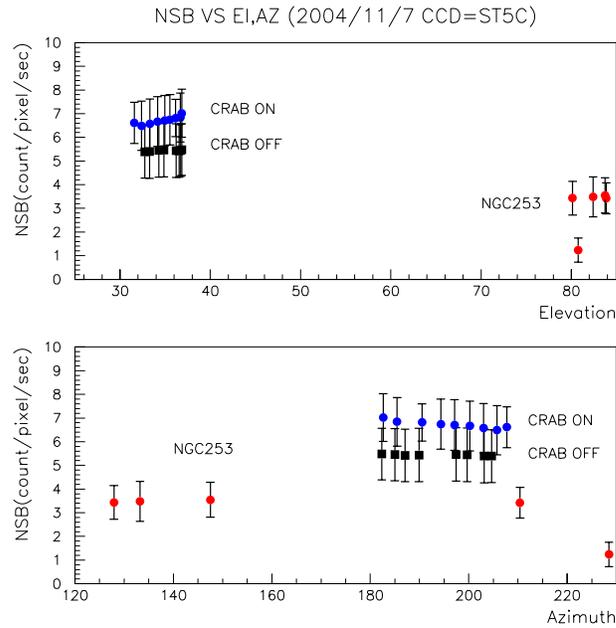


図 6.9: 11/7測定:NGC253,Crab の夜光量 (CCD カウント/pixel/sec). 横軸は EL(上図)/AZ(下図)

星像の CCD カウントと変換係数

式 6.5 により計算した生成電子数 N_e と実際に得られた星像の CCD カウントの総和は比例関係にあるので、横軸に星像の CCD カウントの総和を縦軸に N_e をとりプロットした点に対して直線でフィットした。ST7E の計算では 2004/3 月の測定データを使用、ST5C の計算には 2004/10 月の測定データを使用した。図 6.15 が ST5C のプロット図で、図 6.16 が ST7E のプロット図である。

直線へのフィッティングの結果から、ST5C の変換係数は $C_f = 1.24 \pm 0.02$ (electrons/count), ST7E の変換係数は $C_f = 8.96 \pm 0.07$ (electrons/count) となった。ST7E,ST5C の変換係数はともに読みだしの設定 (ピンニング) が 1x1 の時のデータを使用して計算したが、CCD のピンニングを変えた時の CCD カウントの不変性から 2x2,3x3 の読みだし時にも使用できると判断した。

6.2.3 III. 夜光のフラックスの計算

以上より夜光のフラックスを計算してみた。

ある光によって CCD の 1 ピクセルに、1 秒当たり C_{ccd} (counts/sec) カウントできるとする。フィルターの面積を S_{cm^2} , CCD の 1 ピクセルの面積をレンズから見た時の立体角を $\Omega(str)$, CCD カウントと生成電子数の変換係数を C_f (electrons/count) と置くと、CCD の 1 ピクセルに 1 秒当りに生成された電子数 \overline{N}_e は式 6.6 で求められる (式 6.5 の左辺 N_e とは単位が違うことに注意)。

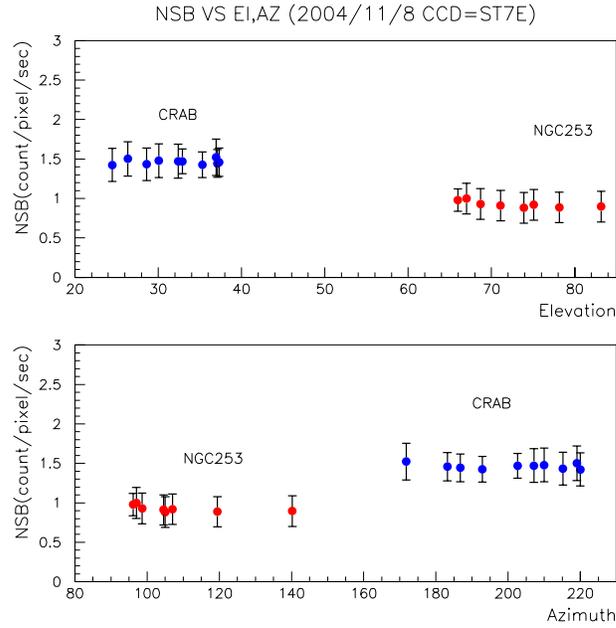


図 6.10: 11/8 測定:NGC253,Crab の夜光量 (CCD カウント /pixel/sec). 横軸は EL(上図)/AZ(下図)

$$\overline{N_e}(\text{electrons/cm}^2/\text{str/sec}) = \frac{C_f}{S \cdot \Omega} \cdot C_{ccd} \quad (6.6)$$

ここで再び夜光のエネルギーフラックスが測定に使用したフィルターの波長域 (B、V バンド) で一定であるという仮定を置くとこの波長域では光子フラックス $N_{ph}(\lambda)$ ($\text{photons/cm}^2/\text{str/sec}$) は波長 λ に比例する。

$$N_{ph}(\lambda) = C \cdot \lambda \quad (6.7)$$

CCD の量子効率を $\varepsilon_{qe}(\lambda)$ 、バンドフィルターの透過率を $\varepsilon_t(\lambda)$ 、バンドフィルターの透過率が 0 以上になる波長の最小値、最大値を $\lambda_{min}, \lambda_{max}$ と置き式 6.7 を使うと式 6.8 の関係式が導ける。

$$\begin{aligned} \overline{N_e} &= \int_{\lambda_{min}}^{\lambda_{max}} N_{ph}(\lambda) \cdot \varepsilon_{qe}(\lambda) \cdot \varepsilon_t(\lambda) d\lambda \\ &= \int_{\lambda_{min}}^{\lambda_{max}} C \cdot \lambda \cdot \varepsilon_{qe}(\lambda) \cdot \varepsilon_t(\lambda) d\lambda \\ \rightarrow C &= \frac{\overline{N_e}}{\int_{\lambda_{min}}^{\lambda_{max}} \lambda \cdot \varepsilon_{qe}(\lambda) \cdot \varepsilon_t(\lambda) d\lambda} \end{aligned} \quad (6.8)$$

ジェリーがまとめた夜光量の波長範囲 (式 6.3) は $430 \sim 550 \text{nm}$ より、式 6.7 をその波長域で積分して光子フラックス $F(430 - 550) \text{photons/cm}^2/\text{str/sec}$ を計算する。

$$F(430 - 550) = \int_{430 \text{nm}}^{550 \text{nm}} N_{ph}(\lambda) d\lambda$$

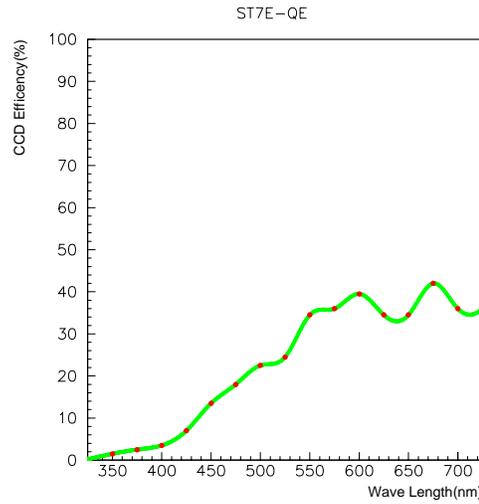
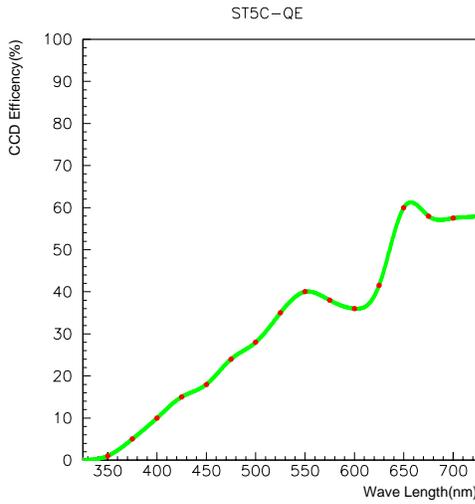


図 6.11: ST5C の量子効率 (赤点 : 読み取り値、緑線 : 計算値) 図 6.12: ST7E の量子効率 (赤点 : 読み取り値、緑線 : 計算値)

$$\begin{aligned}
 &= \int_{430nm}^{530nm} \lambda \cdot d\lambda \frac{\overline{N_e}}{\int_{\lambda_{min}}^{\lambda_{max}} \lambda' \cdot \varepsilon_{qe}(\lambda') \cdot \varepsilon_t(\lambda') d\lambda'} \\
 &= C_{ccd} \cdot \left[\int_{430nm}^{530nm} \lambda \cdot d\lambda \frac{\frac{C_f}{S \cdot \Omega}}{\int_{\lambda_{min}}^{\lambda_{max}} \lambda' \cdot \varepsilon_{qe}(\lambda') \cdot \varepsilon_t(\lambda') d\lambda'} \right] \quad (6.9)
 \end{aligned}$$

式 6.9 の最後の括弧内を 11 月 6 日 ~11 月 8 日の測定日ごとの測定条件 (CCD2 種類 (ST5C と ST7E) と読みだし (ピンニング) の設定、及びフィルター 2 種類 (B、V) の組み合わせ) について計算して光子フラックス $F(430 - 550)$ と 1 ピクセル 1 秒当たりの CCD カウント C_{ccd} の関係を求めたのが式 6.10 になる。

$$\begin{aligned}
 F(430 - 550) &= 6.32 \times 10^6 \cdot C_{ccd} - \text{11/6 測定} \\
 F(430 - 550) &= 1.69 \times 10^7 \cdot C_{ccd} - \text{11/7 測定} \\
 F(430 - 550) &= 1.04 \times 10^8 \cdot C_{ccd} - \text{11/8 測定}
 \end{aligned} \quad (6.10)$$

図 6.8、図 6.9、図 6.10 から計算された夜光の光子フラックス $F(430-550)$ は、図 6.17、図 6.18、図 6.19 のようになった。図 6.18、図 6.19 の緑線はジェリーの夜光量 (式 6.3 の右辺) を示している。

天候の安定していた 11/8 のデータから Crab 領域、NGC253 領域の夜光の平均値と計算すると、

$$\begin{aligned}
 NSB(Crab) &= 1.5 \pm 0.1 \times 10^8 \text{ photons/cm}^2/\text{str/sec} \\
 NSB(NGC253) &= 9.6 \pm 0.7 \times 10^7 \text{ photons/cm}^2/\text{str/sec}
 \end{aligned} \quad (6.11)$$

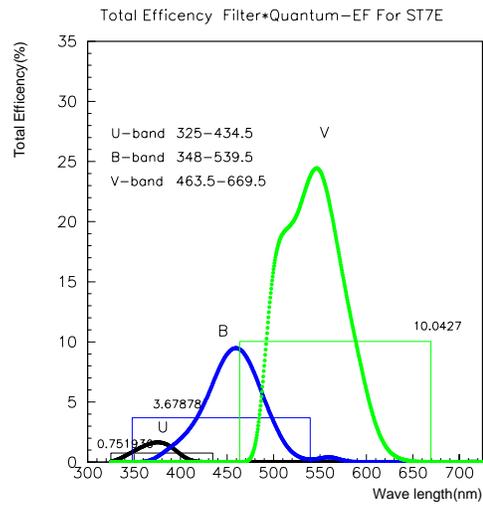
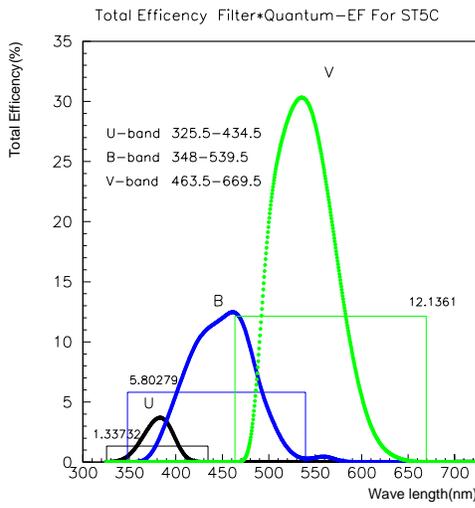
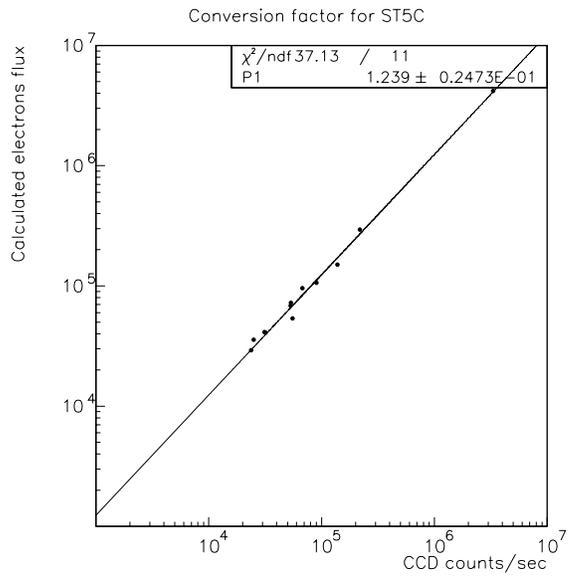


図 6.13: ST5C フィルター毎の透過率 × 図 6.14: ST7E フィルター毎の透過率 ×

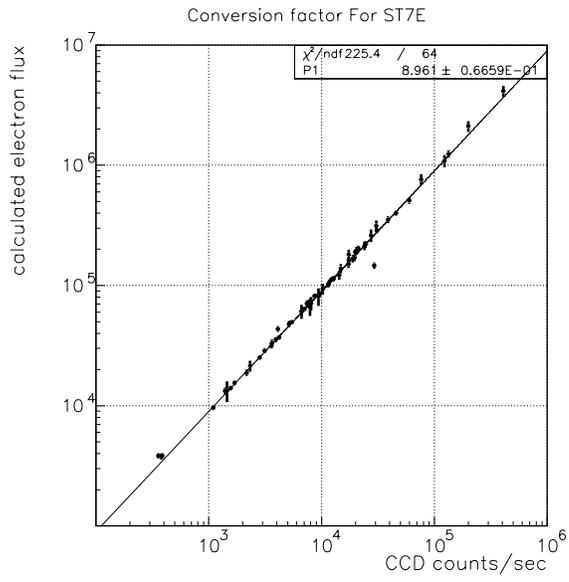
量子効率

量子効率

となり CANGAROO の観測サイトの夜光量は Jelley の値に比べて Crab 領域で約 2.5 倍、NGC253 領域で 1.5 倍になっていることがわかった。



☒ 6.15: ST5C Conversion factor



☒ 6.16: ST7E Conversion factor

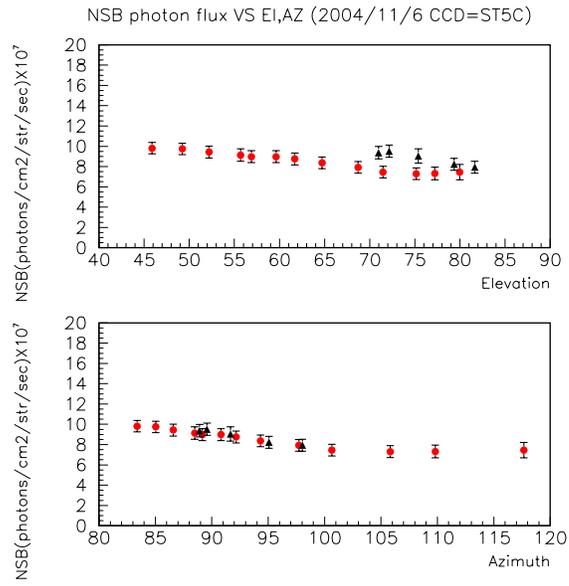


図 6.17: 2004/11/6 測定:dark region I,II の夜光量 ($photons/cm^2/str/sec$). 横軸は EL(上図)/AZ(下図), 緑線はジェリーの値

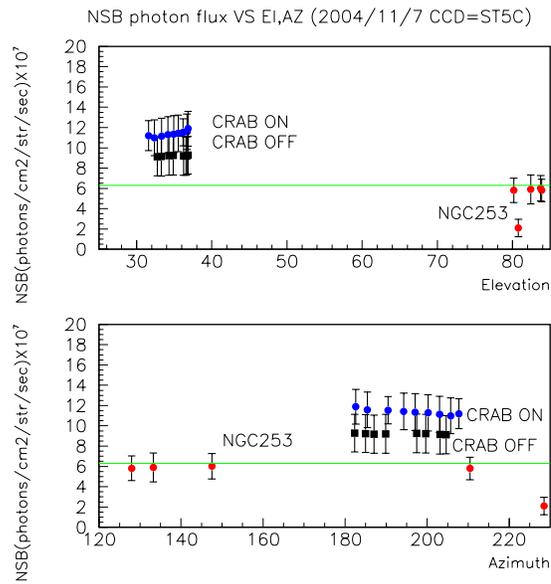


図 6.18: 2004/11/7 測定:NGC253、Crab の夜光量 ($photons/cm^2/str/sec$). 横軸は EL(上図)/AZ(下図), 緑線はジェリーの値

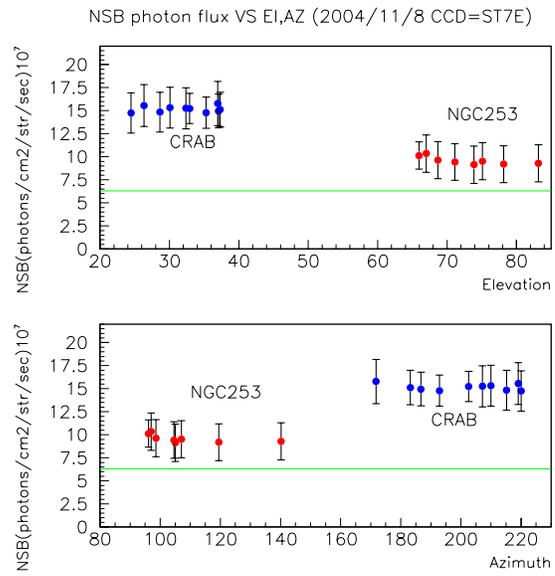


図 6.19: 2004/11/8 測定:NGC253、Crab の夜光量 ($photons/cm^2/str/sec$). 横軸は EL(上図)/AZ(下図), 緑線はジェリーの値

第7章 まとめと今後の課題

2004年10月の測定により望遠鏡の追尾精度、スポットサイズ、反射率、大気の透過率、夜光量などを見積もることができた。望遠鏡の追尾精度は観測にとって十分良い精度であることが確認できた。望遠鏡の反射率は今回測定を行なったのがVバンドで可視光の領域であることから、将来的にはチェレンコフ光のスペクトルのピークの波長域、Uバンドでの測定が待たれる。スポットサイズについても同様である。大気の透過率はシミュレーションとの比較で、より近い大気モデルがわかった。今後はこのモデルと現行のモデルとの違い及びその影響について考察をしていきたい。夜光の量は見ている領域のおおまかな絶対量を見積もることができた。夜光は今回測定した領域の数が多くは無かったので今度さらにサンプルを増やしていきたい。今回まとめた値はモンテカルロ・シミュレーションなどで使われる値であり、さらなる解析の精度とともに、今後も定期的に測定できるような環境を作ることが望まれる。

第8章 APPENDIX

8.1 A.1 CCDのスペック

測定に使用した冷却 CCD の規格を表 8.1 にまとめた。

	ST7E	ST5C
CCD チップ	Kodak KAF-0400	TITC-255
ピクセル数	765×510	320×240
ピクセルサイズ	9×9 μm	10×10 μm
飽和容量	~100000 e^-	50000 e^-
暗電流	1 $e^-/pixel/sec(0^\circ C)$	5 $e^-/pixel/sec(0^\circ C)$
アンチブルーミング	無し	無し
シャッター	エレクトロメカニカルシャッター	ホイールシャッター
露光時間	0.11-3600 秒、0.01 秒刻	0.01-3600 秒、0.01 秒刻
A/D 分解能	16 ビット	16 ビット
A/D ゲイン	2.3 e^-/ADU	2.0 e^-/ADU
読み取りノイズ	15 e^- -RMS	25 e^- -RMS
ピンニング	1×1, 2×2, 3×3	1×1, 2×2
フレーム転送時間	13 秒	3 秒
冷却能力	周囲温度から -25°	周囲温度から -25°
温度安定性	±0°.1C	±0°.1C
インターフェース	パラレルポート	パラレルポート
電源	5VDC(1.5A), ±12VDC(0.5A)	12VDC(1.2A)

表 8.1: CCD のスペック

8.2 A.2 撮像フレームについて

8.2.1 ライトフレーム

これは普通に目的の視野を撮像した画像のことで、用語として他のフレームの呼称に合わせたものである。

8.2.2 ダークフレーム

CCDの撮像時には必ず暗電流によるノイズが蓄積されて、CCDカウントとして表れる。このため、暗電流成分を元の画像から引かないと正確な画像にならない。この目的のためにシャッターを閉じた状態で撮像した画像がダークフレームと呼ばれる。CCDにおける暗電流は撮像時間、CCDの冷却温度が同じであれば再現性が高いことがわかっているので、指し引きたい画像の撮像時間と同じ時間だけ撮像する。

ダークフレームの温度依存性

CCDチップの構造は受光部に半導体としてシリコンを使用して、その上に絶縁層として酸化シリコン SiO_2 を挟み電極が配置されている。シリコンに光が入射すると光電効果により電子が発生し、この電子を蓄積することによって入射光の情報を集める。

同時にシリコンで発生した熱電子も蓄積され暗電流となって表れる。従って一般的には CCD の暗電流は CCD の温度を下げることによって減少する。

特に 0° 付近では温度を 8° 下げると暗電流が半分になるともいわれ、定性的には以下のようにして導くことができる。

シリコン上の電子はマクスウェル分布に従っていると考えられる。速度 $v_x \sim v_x + dv_x, v_y \sim v_y + dv_y, v_z \sim v_z + dv_z$ を持つ電子の密度は温度を T 電子の質量を m 、ボルツマン定数を k として式 8.1 で書ける。

$$\left(\frac{m}{2\pi kT}\right)^{\frac{3}{2}} \cdot \exp\left(-\frac{m}{2kT} \cdot (v_x^2 + v_y^2 + v_z^2)\right) dv_x dv_y dv_z \quad (8.1)$$

従ってエネルギー ε を持つ電子の密度 $N(\varepsilon)$ は、

$$N(\varepsilon) \propto T^{-\frac{3}{2}} \cdot \exp\left(\frac{-\varepsilon}{kT}\right) \quad (8.2)$$

シリコンの 0° での電子の励起エネルギーは 1.17eV なので熱電子のうちエネルギーが $\varepsilon \geq 1.17\text{eV}$ のもののみ暗電流として表れる。このことから暗電流は式??に比例するといえる。

$$\int_{\varepsilon \geq 1.17\text{eV}}^{\infty} T^{-\frac{3}{2}} \cdot \exp\left(\frac{-\varepsilon}{kT}\right) d\varepsilon = kT^{-\frac{1}{2}} \cdot \exp\left(\frac{-1.17}{kT}\right) \quad (8.3)$$

温度 T が 281K の時と 273K の時の比をとると

$$\sqrt{\frac{273}{281}} \cdot \frac{\exp\left(\frac{-1.17}{k \cdot 281}\right)}{\exp\left(\frac{-1.17}{k \cdot 273}\right)} \sim 3.45 \quad (8.4)$$

BIAS FRAME OF ST5C and ST7E

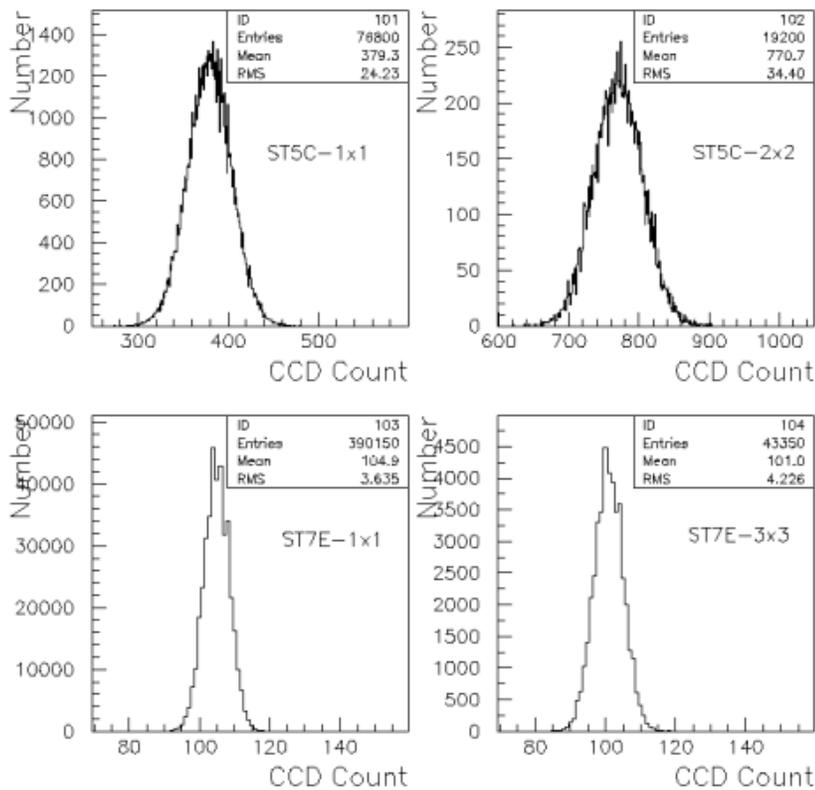


図 8.1: バイアスフレームのヒストグラム

となり定性的に暗電流の温度による増減を説明できる。

8.2.3 バイアスフレーム

CCDでは、画像データの数値が0以下にならないように、BIAS 電圧を加えて、CCD カウントにゲタをはかしている。従って0秒露光時でも、あるフレームが得られ、これがバイアスフレームと呼ばれる。ライトフレームからバイアスフレームを差引きする必要があるが、ダークフレームにも含まれているため、通常は扱う必要がない。CCDの規格から最も短い露光時間で撮像したダークフレームはバイアスフレームとみなせる。CCDの温度を $-5^{\circ}.0C$ まで冷却した上で、ST7Eは0.11秒、ST5Cは0.01秒の露光時間で撮像したダークフレームの全ピクセルのCCDカウントのヒストグラムが図??である。

ST7Eのバイアスフレームの平均値は約100カウントであり、ピンニングを変更しても変わらないのに対して、ST5Cのバイアスフレームは1x1のピンニング時は約380カウントであったものが、2x2のピンニングでは倍の約770カウントになっていることがわかる。

FLAT FRAME OF ST5C

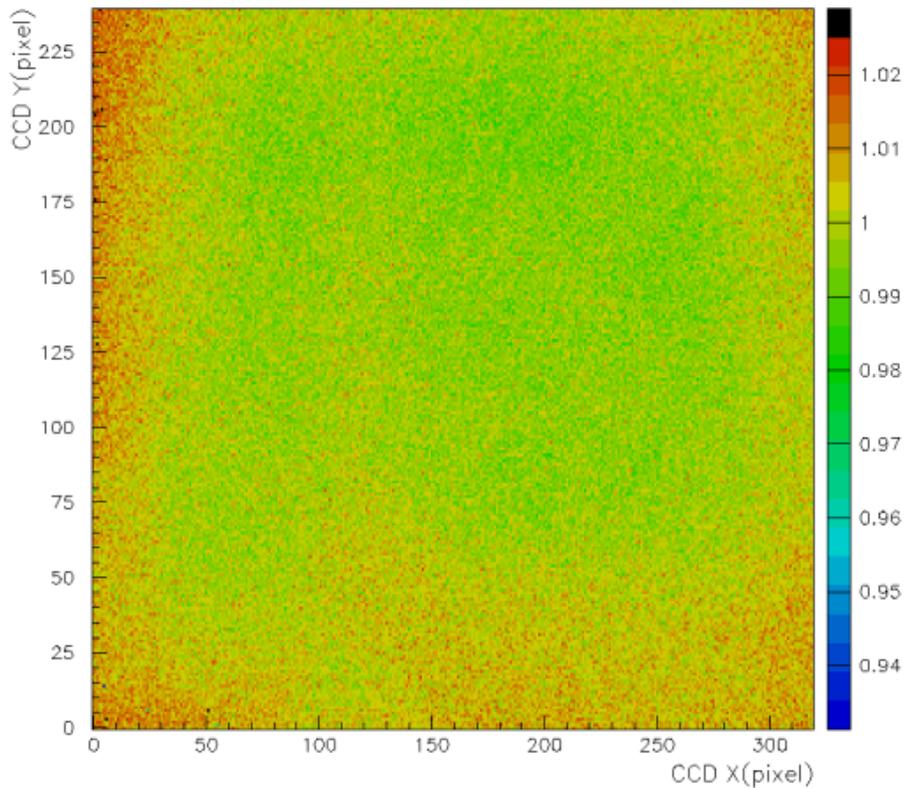


図 8.2: ST5C+50mm レンズ+V フィルターでのフラットフレーム

8.2.4 フラットフレーム

CCDの光学系に均一に光を当てて得られた画像はフラットフレームと呼ばれる。CCDの画像(ライトフレーム)は、CCD自体からくる様々なむらを含んでいて、その要因としては、各ピクセルの感度のむら、光学系の口径食による周辺減光、レンズやチップ面に付着したホコリ・ゴミの影などが挙げられる。これらは一括して各ピクセルのゲインという形で表れるので、フラットフレームで割算することにより補正が可能である。ライトフレーム、フラットフレームは共にダークフレームを含んでいるので、それぞれダークフレームを引き去った後に割算を行なう。またフラットフレームもダークフレームと同じく、複数の画像の平均をとる。図??はST5C,50mmレンズ,Vフィルターを使用したときのフラットフレームで、図8.3はST7C,50mmレンズ、Vフィルターの組み合わせのフラットフレームである。共にダークフレームを引いた後に4枚のフラットフレームの平均値をとっている。

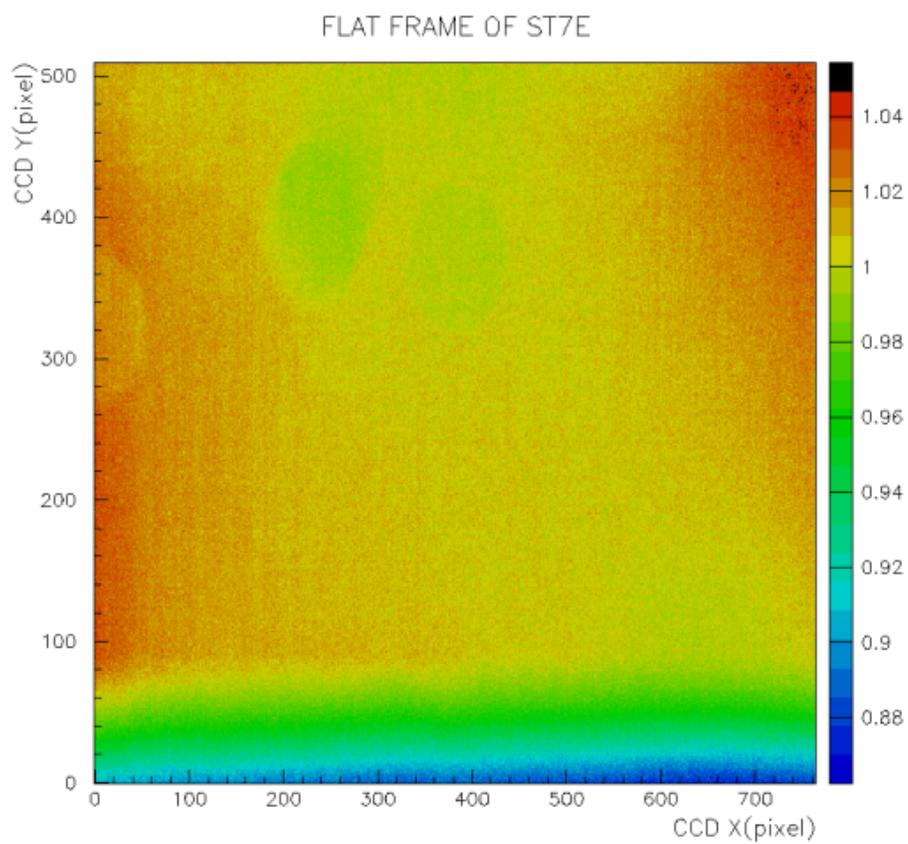


図 8.3: ST7E+50mm レンズ+V フィルターでのフラットフレーム

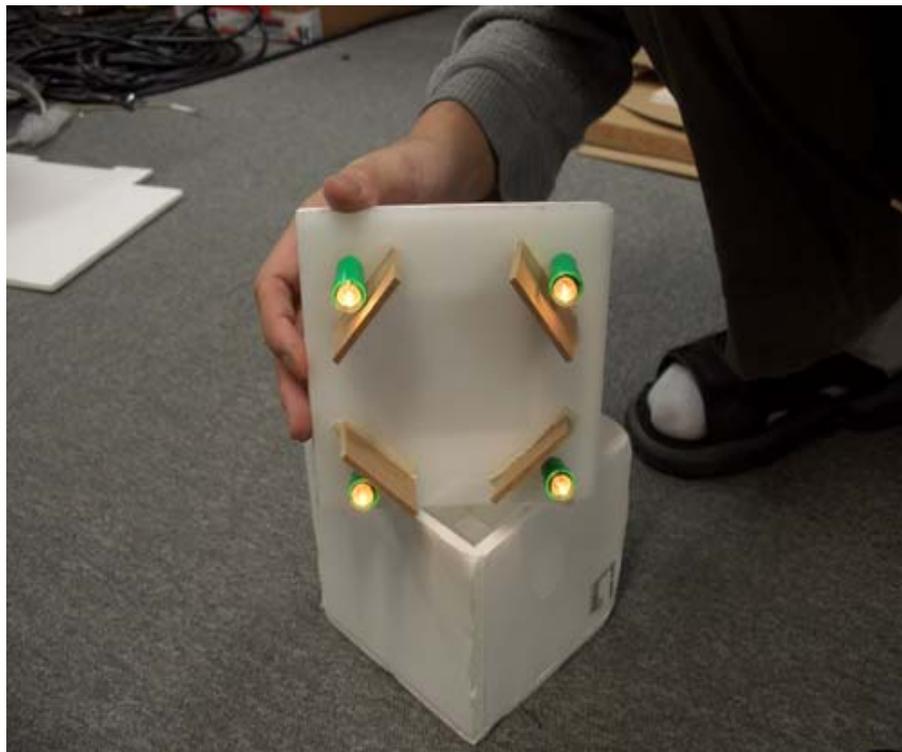


図 8.4: フラットフレームボックス内側



図 8.5: フラットフレームボックス外側

謝辞

この修士論文を書くに当たって辛抱強く指導頂いた東京大学宇宙線研究所の森正樹教授に感謝いたします。修士論文を書く際に多くの助言を頂いた東京大学宇宙線研究所の河内明子助手にはウーメラでの測定と合わせて感謝します。東京大学宇宙線研究所の榎本良治助教授には測定や解析について多くのヒントを与えてくれたことを感謝します。東京大学宇宙線研究所の吉越貴紀助教授には夜光の測定その他で助言を頂きありがとうございました。博士3年の大石理子さんには直接ウーメラでの測定の方法について教えてもらっただけでなく、解析内容についても貴重な助言を頂きました。ありがとうございます。測定の準備からウーメラでの実際の測定を手伝ってもらった修士1年の湯浅翠さん、湯川洋平君に感謝します。東京大学宇宙線研究所研究員の原敏さん、土屋兼一さんには多くのアドバイスを頂きました。ありがとうございます。博士3年の株木重人さんには日本・ウーメラを問わず常に役にたつ助言を頂きました。感謝いたします。足立裕樹君には普段からパソコン関連・授業のレポート等で大変な援助を頂いたことを感謝します。何かとこまめに自分を助けてくれた川崎祥君に感謝します。DAQのテストの間に今回の一連の測定を押し込むことを許可してくれた京都大学修士2年の中森健君に感謝します。

関連図書

- [1] Thomas K.Gaiser “素粒子と宇宙物理” 小早川恵三訳
- [2] 小田稔 “宇宙線”
- [3] 大石理子、東京大学大学院理学系研究科修士論文 (2002)
- [4] <http://www.asaka-koubou.co.jp/hp/frp.html>
- [5] 黒坂亮治、東京大学大学院理学系研究科修士論文 (2004)
- [6] G.Pühlhofer et al. Astroparticle Physics 20 (2003) 267-291
- [7] S. Gillessen, for the H.E.S.S. collaboration Proc. 28th Int. Cosmic Ray Conf., Tsukuba (2003), Univ. Academy Press, Tokyo, p. 2899
- [8] 西田大輔、京都大学大学院宇宙線研究室修士論文 (2003)
- [9] M.Ohishi “Report on the reflector tuning works in July 2003 for the CANGAROO-III 2nd and 3rd telescope” Cangaroo 内部資料
- [10] S Dowden, J R Patterson and N Wild Meas.Sci.Technol.8(1997) 1258-1261 ‘Reflectometer for fast measurements of mirror reflectivity’
- [11] こくばん屋ドットコム <http://www.kokuban-ya.com/Screen/choice.html>
- [12] IMATRONIC 社製、<http://www.imatronic.com/>
- [13] 日本エアロゾル学会ホームページ、<http://www.jaast.jp/home-j.shtml>
- [14] 片桐英明、東京大学大学院理学系研究科修士論文 (2001)
- [15] R.A. Ong/Physics Reports 305(1998)93-202
- [16] 津野尾肇、東京大学大学院宇宙線研究室修士論文 (2002)
- [17] 国際光器ホームページ <http://www.kkohki.com/SBIG/SBIG-Accessories/ubvri.html>
- [18] 大阪府立大学電波天文学研究室オゾンミリ波計測の Web ページ <http://astrol.cias.osakafu-u.ac.jp/intro/ozone/poster/>
- [19] Jelly “Cherenkov Radiation and its Applications” Pergamon Press(1958)
- [20] Walker,G Astronomical Obsevation,Camgbrige University Press(1987)52