# 重力波対応天体探索用チベット望遠鏡HinOTORIの性能評価

広島大学理学部物理科学科

高エネルギー宇宙・可視赤外天文研究室

B114985

- 瀧本 絵里香
- 主查: 吉田 道利

副查:小嶌 康史

2015年2月10日

概 要

HinOTORI(Hiroshima University Operated Tibet Optical Robotic Imager) とは,日本国内の大学・研究機関が共同で進めている重力波源の電磁波対応現象の探索プロジェクトの一部を担う,広島大学がチベットに設置予定の重力波対応天体探索用観測望遠鏡である.現在まで重力波が直接観測されたことはないが,2016年ごろから最新鋭の重力波検出器が本格的に重力波を観測することが期待されている.HinOTORI は観測された重力波源の光学対応天体を探索するために開発された.本研究ではHinOTORIの性能評価を行った. CCD カメラの性能評価では,ゲインについては u'バンドは 1.58±0.15[electron/count], Rc バンドは 1.23±0.05[electron/count], Ic バンドは 1.23±0.05[electron/count], Rc バンドは 6.37 ± 0.13[count], Ic バンドは 7.65 ± 0.25 と求められた.これより,メーカーの測定が信頼できるものであることを確認した.

システムの視野は,実際に星を観測したデータに WCS 座標を当てはめて求めた.その結果,視野は Rc バンド,Ic バンドともに約 23.1×23.1[arcmin<sup>2</sup>] と求められた.システムの結像性能を調べるためにハルト マンテストを行った.結像性能の指標である収差ベクトルの絶対値の RMS(Root Mean Square)値は Rc バ ンドで 0.40[arcsec],Ic バンドで 0.41[arcsec] となり,これから推定される星像サイズはともに CCD のピ クセルスケール (約 0.7[arcsec]) とほぼ同程度となる.これより,仕様通りの光学系であることが確認でき た.また,望遠鏡およびカメラのスループット(光子検出効率)を,システムの理論モデルから推定し,実 際の観測と比較したところ,観測と理論のスループット比の最良値は u' バンドで 0.70,Rc バンドで 0.71, Ic バンドで 0.79 となった.観測当日の天候や,主鏡・副鏡の汚れ等の未測定の要素を考慮すると,システ ムのスループットはほぼ設計通りであると思われる.また,HinOTORIの限界等級は u' バンドで 18.3[等 級],Rc バンドで 19.0[等級],Ic バンドで 18.3[等級] と求められた.

# 目 次

第1章	序論	7
1.1	背景	7
	1.1.1 重力波	7
	1.1.2 重力波検出の展望	8
	1.1.3 重力波の電磁波対応現象の探査と J-GEM	8
	1.1.4 HinOTORI プロジェクト	9
1.2	研究の目的	1
第2章	HinOTORI 1	<b>2</b>
2.1	HinOTORIの設計ポリシー	2
	2.1.1 広視野	2
	2.1.2 高解像	2
	2.1.3 高スループット	3
2.2	HinOTORI 望遠鏡	3
	2.2.1 <b>カセグレン光学系</b>	3
	2.2.2 リッチークレチアン光学系1	4
	2.2.3 HinOTORI 望遠鏡の光学系	6
	2.2.4 望遠鏡架台	6
2.3	HinOTORI カメラ	7
	2.3.1 カメラ光学系	8
	2.3.2 CCD カメラ	0
2.4	総合性能	3
第3章	CCD の性能評価試験 2.	5
3.1	CCD の性能評価における用語説明	5
	3.1.1 バイアス	5
	3.1.2 オーバースキャン	<b>5</b>
	3.1.3 ダーク	6
3.2	ゲインの測定	6
	3.2.1 ゲイン測定方法	6
	3.2.2 <b>ゲイン測定実験</b>	7
	3.2.3 ゲインおよび読み出しノイズ測定のためのデータ解析	7
	3.2.4 <b>ゲイン・読み出しノイズ測定解析結果</b>	7

	3.2.5 データの再測定	29
	3.2.6 ダーク値を含んだデータによるゲイン測定	31
3.3	考察	32
第4章	視野の測定	33
4.1	WCS 座標	33
4.2	天体の天球座標決定システム....................................	34
4.3	視野測定データの取得	35
4.4	視野測定解析・結果・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・	35
4.5	視野測定の考察	36
第5章	結像性能の評価試験	37
5.1	ハルトマンテスト	37
	5.1.1 ハルトマン定数の導出	38
	5.1.2 観測	39
	5.1.3 解析結果	39
5.2	エアリーディスク....................................	40
	5.2.1 光の干渉	41
	5.2.2 エアリーディスクの大きさ	41
	5.2.3 解析結果	42
5.3	考察	42
第6章	スループットの評価試験	43
6.1	スループット	43
	6.1.1 予測スループットの計算	43
	6.1.2 観測と予測スループット比	46
	6.1.3 観測	46
	6.1.4 得られる光子数の理論値計算	46
6.2	観測・予測スループットの比較結果....................................	50
6.3	限界等級	51
6.4	考察	52
第7章	まとめと今後	57
7.1	CCD の性能評価	57
7.2	視野の測定	57
7.3	ハルトマンテスト	57
7.4	スループット評価....................................	57

# 図目次

1.1	質量の大きな物体が加速度運動しているときの重力場イメージ [3]	7
1.2	J-GEM 全世界ネットワーク	9
1.3	望遠鏡設置予定 標高 5100m におけるチベット阿里サイトの写真 [11]	10
2.1	HinOTORI におけるカセグレン焦点の位置	14
2.2	RC 系に球面収差のない理由 [12]	15
2.3	正弦条件を満たす理想的な光学系 [12]	15
2.4	HinOTORI 望遠鏡の架台 (赤道儀)	17
2.5	HinOTORI カメラ	18
2.6	Dichroic Mirror	19
2.7	DM1 <b>の透過・反射率</b>	19
2.8	DM2 の透過・反射率	19
2.9	AR コートが反射率を下げるしくみ	20
2.10	u' バンド波長帯域における CCD 量子効率の比較.................	21
2.11	HinOTORI 望遠鏡の総合性能	24
3.1	CCD から得られるデジタル値....................................	25
3.2	ゲイン測定データのグラフ (u' バンド)	28
3.3	ゲイン測定データのグラフ (Rc バンド)	28
3.4	ゲイン測定データのグラフ (Ic バンド)	29
3.5	【結果 2】ゲイン測定データのグラフ (u' バンド) ................	30
3.6	【結果 2】ゲイン測定データのグラフ (Ic バンド)	31
4.1	極を天体に合わせたときの射影平面座標	34
5.1	ハルトマン板を装着した HinOTORI	37
5.2	ハルトマンテスト	38
5.3	Rc バンドにおける RMS が最小のときのスポットダイアグラム..........	40
5.4	$Ic$ バンドにおける $RMS$ が最小のときのスポットダイアグラム $\ldots$ $\ldots$ $\ldots$	40
5.5	エアリーディスク概要図	41
6.1	MODTRAN を用いた標高 0m,5100m における大気透過率モデリング	45
6.2	u' <b>バンド範囲の透過率</b>	47
6.3	Rc <b>バンド範囲の透過率</b>	48

6.4	Ic バンド範囲の透過率	49
6.5	各バンドに対応した最良スループット比	51
6.6	BD+284211 <b>撮像時光度の時間変化</b>	53
6.7	21.167 時	53
6.8	21.200 時	53
6.9	21.267 時	53
6.10	21.233 時	53
6.11	BD+284211 <b>撮像時光度の時間変化</b>	54
6.12	23.433 時	54
6.13	23.467 時	54
6.14	23.500 時	54
6.15	23.533 時	54
6.16	23.567 時	54
6.17	23.600 時	54
6.18	IS Peg 撮像時光度の時間変化	55
6.19	21.000 時	55
6.20	21.033 時	55
6.21	21.067 時	55
6.22	21.100 時	55
6.23	21.133 時	55
6.24	21.167 時	55
6.25	IS Peg 撮像時光度の時間変化	56
6.26	23.600 時	56
6.27	23.633 時	56
6.28	23.667 時	56
6.29	23.700 時	56
7.1	· 水面似差....................................	59
7.2		60
7.3	コマのある星像の埋論 (左) と実際 (右) ...................................	61

# 表目次

1.1	HinOTORI <b>カメラの</b> 波長帯域	10
2.1	HinOTORI 望遠鏡の光学系スペック	16
2.2	フィルターの対応波長帯域およびその構成	20
2.3	CCD カメラの製品情報	21
2.4	UV , MB CCD の各量子効率を適用させて得られた全透過効率	22
2.5	u' バンド CCD カメラの仕様	22
2.6	Rc バンド CCD カメラの仕様	23
2.7	Ic バンド CCD カメラの仕様	23
3.1	CCD ゲイン測定用データの各バンドごとの積分時間	27
3.2	u' バンドのゲインと読み出しノイズ..................................	28
3.3	Rc バンドのゲインと読み出しノイズ	29
3.4	Ic バンドのゲインと読み出しノイズ....................................	29
3.5	2015 年 2 月 3 日の u' バンド測定の流れ	30
3.6	2015 年 2 月 3 日の u' バンド測定の流れ	30
3.7	【結果 2】u' バンドのゲインと読み出しノイズ................................	31
3.8	【結果 2】Ic' バンドのゲインと読み出しノイズ ................................	31
3.9	Apogee による1秒あたりのダークカウント数	31
3.10	全バンドのダーク値有無のゲイン比較..................................	32
3.11	全バンドのダーク値有無のゲイン比較...............................	32
4.1	FITS ファイル内での座標変換キーワード	33
4.2	2014 年 11 月 7 日の撮像の流れ	35
4.3	2014 年 11 月 7 日観測データの流れの詳細	35
4.4	Rc バンドおよび Ic バンドの CCD カメラの視野 ................	35
5.1	各バンドのハルトマン定数と収差ベクトルの RMS	39
5.2	理論的なエアリーディスクの直径	42
5.3	阿里地区で予測される星像直径	42
6.1	予測スループット....................................	46
6.2	u' バンドの一定透過率	47
6.3	Rc <b>バンドの一</b> 定透過率	48
6.3	Rc <b>バンドの一定透過率</b>	

6.4	Ic バンドの一定透過率	49
6.5	概算で求めた最良スループット比	50
6.6	透過率のグラフを用いて求めたスループット比............................	50
6.7	HinOTORI の限界等級	52
7.1	ゲインおよび読み出しノイズまとめ....................................	57
7.2	スループット評価まとめ	58
7.3	HinOTORI の限界等級	58

# 第1章 序論

## 1.1 背景

### 1.1.1 重力波

重力波とは,重力場の変動が波として光速で伝播する現象である.アインシュタインの一般相対性理論 によれば,質量をもつ物体は時空を歪める.この歪みを生じさせる力が「重力」である.さらに,非常に大 きな質量を持つ稠密物体が加速度運動することで時空が波動現象のように振動すると予言されている.こ のような過程で発生する波を「重力波」と言う.[1](図 1.1)



図 1.1: 質量の大きな物体が加速度運動しているときの重力場イメージ [3]

重力波の存在はアインシュタインが一般相対性理論の中で予言した.Russell Alan Hulse と Joseph Hooton Taylor は 1974 年に発見した極めて強い重力場を持つ中性子星連星 (PSR1913+16)を観測し,重力波の間 接的検証を行った.[2] もしも連星運動による強い重力波が発生していたとすると,連星系の回転のエネル ギーが失われることで連星の公転周期が短くなり,最終的に連星は衝突する.2人は長い間この中性子連星 を観測し,軌道周期の変化を調べた.観測した周期の変化は,重力波が存在するものとして計算した値と 0.1%の精度で一致した.このように重力波の理論的な予測をもとに,間接的な証拠が発見されている.[4] しかしながら,現在まで直接観測的に重力波が検出されたことはない.重力波は物質との相互作用が非常 に微弱であるため,遠くの銀河で発生した重力波が観測者の元へ届いても,信号の大きさは地球・太陽間の 距離を水素1個分動かす程度に過ぎない強度なので,現段階の技術では検出することは難しい.また,我々 の銀河で重力波が発生したとしても,その信号は数十倍大きくなるが,その発生確率は数十万年に1回で あるため,現実的に検出が不可能なのである.[5]

### 1.1.2 重力波検出の展望

重力波の直接観測を目指して,これまで世界中のグループにより様々な試みが行われてきた.日本では 東京大学,国立天文台を中心としたグループが KAGRA 計画 [6] を進めてきた.現行の重力波検出器の感 度は十分ではなく,十分に大きな振幅の重力波しかとらえることができない.振幅は距離の二乗に応じて小 さくなるので,検出器の感度は観測可能体積と言い換えることもできる.現在の検出器の感度で予想され る観測可能体積と,重力波を発生する現象,つまりここで言う連星中性子合体の発生頻度を考慮してその 頻度を計算すると,100 年に1度程度の確率となり,検出は現実的ではない.だが,近年における観測技術 の向上や重力波望遠鏡の規模の大型化によって,将来的には現在の1000 倍のイベント数,つまり1年に10 回が検出可能になると期待されている.[8] 重力波が直接観測できれば,一般相対性理論の検証が可能とな る.また,電磁波では直接見通すことのできない宇宙初期の情報を取得することができる.宇宙がまだ小さ かったころの初期の段階では,電子,陽子がプラズマの状態で存在していた.光子はその電子や陽子によっ て散乱されるため,観測者に届かない.やがて電子と陽子が再結合し原子ができるようになると,光子はそ れらの影響を受けずに観測者のもとに到達し,宇宙背景放射として観測される.光子が伝わらないことには 情報を得ることはできないため,宇宙背景放射が電磁波を使って知りうる最も遠い,若い宇宙なのである. しかし,重力波は電子,陽子,光子と相互作用しないため,宇宙背景放射以前の情報を取得することができる。[5]

### 1.1.3 重力波の電磁波対応現象の探査とJ-GEM

KAGRA や LIGO[7] 等の重力波望遠鏡は,それぞれに届く重力波到達時刻の差から重力波源の位置を 決定する.しかし,これだけでは重力波源の位置は精確に特定することができない.また,重力波の観測 だけからは,その発生機構について詳しく知ることは難しい.よって,重力波望遠鏡で限定された範囲内 を電磁波で追跡観測し,対応する天体現象を明らかにすることがきわめて重要である.そのために世界中 で重力波の電磁波追跡観測の様々なプロジェクトが立ち上がっており,そのうちの1つが日本が推進する J-GEM(Japanese collaboration for Gravitational-wave Electro-Magnetic follow-up observation) [8] プロ ジェクトである.J-GEM は HinOTORI をはじめ,図1.2 に記した様々な望遠鏡によって構成されており, 多地点・広視野観測の実現を目指している.



図 1.2: J-GEM 全世界ネットワーク

J-GEM プロジェクトは,重力波の放射源を特定しその放射メカニズムに迫ることを目指すために,突発 激変天体の光赤外・電波観測ネットワークを構築することも目的としている.重力波検出直後の即時フォ ローアップ観測を行うために,光赤外広視野観測装置開発を行い,重力波アラートに対応した即時観測シス テム構築を行う.これらを活用し,高エネルギー天文衛星とも密接に連携して,重力波源として有力視され ているガンマ線バースト,超新星,中性子星などの電磁波による観測研究を推進する.また,ニュートリノ などの粒子観測とも連携したマルチメッセンジャー観測を実施し,重力波の多角的な理解を目指す.[8]

### 1.1.4 HinOTORI プロジェクト

HinOTORI プロジェクトとは, J-GEM の全地球ネットワークの一環としてチベットに口径 50cm の広 視野ロボット望遠鏡 (以下 HinOTORI) を設置するプロジェクトである.極東地域は J-GEM の世界的ネッ トワークを網羅するために必要不可欠な地域であり,整備が望まれている地域である.チベット阿里地区 は,これまで中国国家天文台,国立天文台,広島大学のグループが調査を進め,天文観測の好条件サイト (高い晴天率,高い透明度,良好なシーイング)であることを示しており,経度条件とあわせて本研究プロ ジェクトの研究目的に合致するサイトである.[9][[10] 設置予定のチベット阿里地区は東経 80 度,北緯 32 度に位置し,高度は 5100m である.[11]



図 1.3: 望遠鏡設置予定 標高 5100m におけるチベット阿里サイトの写真 [11]

短いタイムスケールで変化する天文現象を捉えるために, HinOTORI は3色同時撮像が可能なように設計された.3色の波長帯の種類は u'バンド, Rcバンド, Icバンドである. HinOTORI カメラの光学波長帯域は以下のようになっている.

バンド名	波長領域 [nm]
u'	300-400
Rc	560-750
Ic	690-900

表 1.1: HinOTORI カメラの波長帯域

u'バンド波長領域は大気に散乱されやすく,地上からの観測が難しいため,観測地は高度の高い場所や, 大気中の不純物の少ない場所等が適している.超新星爆発やブレーザーなどの突発天体観測には重要なバ ンドであり,重力波の電磁波対応現象の追跡にとどまらない多様な時間変動天体の観測に有用であると期待 される.大気吸収だけはでなく,光学系や検出器も紫外線対応である必要があるため,高価になってしまう ことも u'バンド観測が難しい理由である.u'バンド波長領域で観測可能な望遠鏡が少ないことからも,ユ ニークな観測研究を展開できる可能性がある.チベットの好立地を利用すれば,小口径でも深い u'バンド 観測ができると推測し,u'バンドをを採用した.また,重力対応現象探査や突発現象を探索する上では赤 方偏移を決めるために波長の長い帯域が有効であることから,Rcバンド,Icバンドを採用した.

# 1.2 研究の目的

本研究では HinOTORI が要求性能を満たすことの検証を目的とし,以下の4つの項目につき,3色ある バンドごとに以下の詳細な性能評価を行った.

- (1) CCD カメラが検出する電子数と,出力されるデジタルカウント値(ADU)との比(ゲイン)を測定した.
- (2) HinOTORI で実際に観測したデータに WCS 座標を当てはめて,システムの観測視野を測定した.
- (3) システムの光学系が設計通り正しく製作されているかを確認するために,システムのスループット(光 子の検出効率)の理論値を算出し,実際の観測値と比較した.
- (4) 観測した星が理想的な星像からどれだけずれているかを調べるために,ハルトマンテストを行い,光 学性能の評価を行った.

# 第2章 HinOTORI

この章では,HinOTORIの要求性能や,それに伴う望遠鏡の具体的な内外部構造を記述する.なお,望 遠鏡,カメラを含むシステム全体の設計はすべて,内海洋輔氏(広島大学宇宙科学センター特任助教)によっ て行われた.

# 2.1 HinOTORIの設計ポリシー

### 2.1.1 広視野

重力波望遠鏡からアラートされた範囲を即時追跡するために,1回で観測することのできる範囲を広く とる必要がある.つまり,望遠鏡の視野をできるだけ大きく取ることを一つの設計ポリシーとした.視野を 拡大すると収差がそれをリミットする.球面収差とコマを除去することで望遠鏡の視野拡大が可能になる. ここで球面収差とは,凹の球面鏡の端側で反射した光の焦点距離が短くなってしまうことで,光軸上に光が 集まらずに星像がぼけてしまうことである.また,コマ収差とは,ある角度を持って入射してくる光によっ て一方に尾を引くような像ができてしまうことである.入射高を h,画角半径(主光線と光軸との角度)を ωとすると,コマ収差は h<sup>2</sup>ω で表される.画角半径の大きさはつまり視野の大きさを表すことから,コマ 収差をなくすことで視野を広くとることができる.しかし,コマ収差のみを除こうとすると球面収差が大 きくなってしまう.ここで,解析的にこの2つの収差を同時に抑えることのできるリッチー・クレチアン系 が提案されている.リッチークレチアン系は主鏡および副鏡に複雑な高次の非球面形状を要求するが,国内 外の望遠鏡製作会社を調べた結果,ドイツの天体望遠鏡専門メーカー ALLUNA optics 社が,オーダーメイ ドで我々が理想とするリッチー・クレチアン系望遠鏡の製作が可能であることがわかったため,同社に製作 を依頼した.

### 2.1.2 高解像

設置予定地であるチベットの阿里地区ではシーイングが良い.シーイングとは,大気中で屈折率の異なる空気塊が複雑に運動することによって生じる.観測される点光源(星像)の広がりのことを言う.通常, 星像プロファイルの半値全幅(FWHM)を角度秒単位で表す.実際,阿里地区現地での測定ではシーイング 0.6 秒角との報告がある.(Yao et al. in private communication)また,シーイングが良いと,星像が良い というだけでなく,S/Nを向上させるメリットもある.天体から得る情報の信号とノイズ比をS/N比(信号雑音比)といい,天体からの光子数 $N_{\rm obj}$ ,背景(空)からの光子数 $N_{\rm bg}$ ,検出器の読み出しノイズ $\sigma_{\rm rd}$ を定義すると以下のような式で表される.[14]

$$S/N tt = \frac{N_{\rm obj}}{\sqrt{N_{\rm obj} + N_{\rm bg} + \sigma_{\rm rd}^2}}$$
(2.1)

天体からのフラックスはシーイングに依らず一定である.一方で,シーイングが良くなると,それに応じて測光の範囲を狭く取ることができ,背景光から来るポアソンノイズを小さくすることができる.つまり,背景光に起因するノイズが実効的に低減し,*S/N*が良くなることでより遠くの天体や,暗い天体の観測が可能となる.以上のような高解像を目指すために,CCDカメラのピクセルスケールおよび望遠鏡の光学結像性能が0.6秒角以内に収まるように補正光学系を工夫し,設計した.

# **2.1.3** 高スループット

上記の高解像を目指すためには、補正レンズを導入し、できる限り収差を小さくする必要がある、一方 で,補正レンズを導入すると,レンズ界面の反射やレンズ材自体の吸収により,効率が落ちる.したがって, 現実的には補正レンズの枚数を減らす必要がある、幸い、リッチー・クレチアン系を採用したため、低次の 代表的な収差であるザイデル5収差のうち,球面収差とコマを除くことができている.よって,残る非点収 差,像面の弯曲,さらに補正レンズの使用によって新たに発生する色収差を除くことのできる補正光学系の 設計が必要であった.色収差とは媒質の屈折率が色 (光の波長) に依存するため , 光学系が色に依存するこ とから生じ,鏡ではなくレンズ系に固有の収差である.[14] 色収差には像位置色収差と倍率色収差2 種類 がある.この収差が生じると,虹のように色がにじんでしまったり,星像のズレが生じてしまう.検討の結 果 , 2 枚の同一ガラス材 (合成石英)の補正レンズの組み合わせで , 上で述べた 3 種類の収差を 300-900[nm] という観測波長全域で補正するための解が Wynne によって提案されており,実際に実現可能であることを 確認し採用した.ここで,補正光学系は Dichroic Mirror の前後どちらにも置くことができる.前に置く場 合は全光路 (u', Rc, Ic バンド) 共通の補正光学系となり,後に置く場合は各バンドの光路ごとに補正光学 系を用意する必要がある.前者では光学素子の大型化と300-900nmという広帯域の反射防止コートが難し いという欠点がある一方で,後者では素子数が増えるものの,素子を小型化することができ,なおかつ反射 防止コートの波長帯域を各波長帯に限定化することができる.我々は後者を選択し,結果的に低コストで高 効率を実現できた.

# 2.2 HinOTORI 望遠鏡

### 2.2.1 カセグレン光学系

HinOTORI 望遠鏡はカセグレン式反射望遠鏡である.カセグレン式とは,主鏡,副鏡で入射光子を反射 させたあと,主鏡の中央の開口部から主鏡の裏側に光束を取り出して CCD カメラへ導く方式である.カセ グレン式は望遠鏡の全長が短いことから,ドームを小さく製作できるため,ドーム内の乱気流および外気 との温度の調整が容易にできるという利点がある.カセグレン式はまわりの天空から来る散乱光を受けて しまうため,つや消し黒色の遮光筒 (バッフル)が必要である.



図 2.1: HinOTORI におけるカセグレン焦点の位置

### 2.2.2 リッチークレチアン光学系

HinOTORI 望遠鏡は純粋なリッチークレチアン系 (RC系) 望遠鏡である.2枚の鏡を使用して球面収差 とコマを取り除いている系であり,主鏡も副鏡も双曲面に近い非球面である.よって,視野周辺でも像は シャープであるが,像面は強く弯曲してしまうという性質を持つ.まず,球面収差が取り除かれるしくみを 説明する.ここで,球面収差を取り除くには「光路長一定の条件」を満足する必要がある.光路長とは,2 点間の距離 l,その間にある物質(または真空)の屈折率 n を定義すると, nl のことを光路長という.図?? はリッチー・クレチアン系の主・副鏡を表した図である.青い線は主・副鏡を大きくしていったときの鏡面 を示す.光軸に平行な面 LL'を考えたとき,面 LL'から主鏡までの距離 a,主鏡から副鏡までの距離 b,副 鏡からカセグレン焦点までの距離 c を定義する.すると,光路長は a+b+c で表せ,これが一定であるこ とを満足しなければならない,



図 2.2: RC 系に球面収差のない理由 [12]

次に,コマを除去するために「物体と像の大きさの比が一定」という要求を加える.以下の「正弦条件」 で表すことができる.

$$\frac{h}{\sin u} - f = 0 \tag{2.2}$$

ここで, h入射高, f 焦点距離を定義した. u は, 焦点に向かう光線が光軸と交わる角であり, この角度 u をバージェンス・アングル(集散角)という.

ここで,図2.3に正弦条件を満たす光学系の例を示した.この2本以外の光線も式2.2を満たすとき,コマ収差は完全になくなる.



図 2.3: 正弦条件を満たす理想的な光学系 [12]

# 2.2.3 HinOTORI 望遠鏡の光学系

以下に HinOTORI 望遠鏡光学系のスペックを示す.

光学形式	リッチー・クレチアン系
主鏡口径	$510\mathrm{mm}$
副鏡口径	$199 \mathrm{mm}$
主鏡口径比	F3
主・副鏡コーティング	SiO コーティングの Al
主鏡焦点距離	$1530\mathrm{mm}$
カセグレン焦点距離 (望遠鏡単体)	4080mm
カセグレン焦点距離 (補正レンズ込み設計値)	$4250\mathrm{mm}$
カセグレン焦点距離実測値 Rc	$4115.9 \pm 0.6 \mathrm{mm}$
カセグレン焦点距離実測値 Ic	4113.9 ± 2.1mm
ピント調整	副鏡移動式

表 2.1: HinOTORI 望遠鏡の光学系スペック

### 2.2.4 望遠鏡架台

図 2.3 は, HinOTORI 望遠鏡に用いる赤道儀式の望遠鏡架台である.昭和機械製赤道儀を採用している.



図 2.4: HinOTORI 望遠鏡の架台 (赤道儀)

架台の役割は望遠鏡光学系を支持し,鏡筒を観測可能な任意の天体に指向し,高精度で追尾することで ある.一般的に架台は互いに垂直な2軸で鏡筒を支えており,それぞれの軸まわりに鏡筒を回転させ,天球 の広範囲を指向する.2軸を地球に対しどのように設定するかによって大きく分類すると赤道儀式と経緯台 がある.赤道儀は1軸を地球の自転軸に平行に設定する.この軸は極軸と呼ばれる.極軸は赤道儀が北極 星を向くように傾けられ,その仰角は北半球であれば現在地の緯度に等しい.この極軸に垂直なもう一方 の軸を赤緯軸という.この2つの軸によって天体の日周運動の速度,すなわち地球の自転速度に等しい速度 で地球回転と逆周りに,極軸まわりに鏡筒を回転させることで,日周運動をキャンセルして天体を追尾する ことができる.簡単に言うと,天体の追尾には極軸まわりの定速回転機構があれば良い.また,経緯台では 水平・垂直方向にしか回転しないことから,視野回転が生じてしまう.赤道儀のカセグレン焦点や主焦点で は上記のように天体を追尾するため,視野回転は起こらない.赤道儀はこのように制御系が比較的容易に 設定できることが特徴である.[14]

# 2.3 HinOTORIカメラ

図 2.5 はかなたで試験中の u', Rc, Ic の 3 色同時撮像 HinOTORI カメラの写真である.



図 2.5: HinOTORI カメラ

以下では要求性能を満たすために用いられるカメラの光学系やスペックを示す.

# 2.3.1 カメラ光学系

### 補正光学系

RC系では球面収差・コマがないが,非点収差・像面の弯曲・像の歪曲が残るため,補正レンズなどで 収差を取り除く.これを補正光学系という.RC系望遠鏡の中でも様々な種類の補正光学系が存在するが, HinOTORIはWynne(1968)[13]のRC用2レンズ補正系をモデルにし,色収差を抑えて広波長域にわたっ て広視野化した.

### **Dichroic Mirror**

Dichroic Mirror とは,特定波長帯の入射光を透過させ,それ以外の波長の光を反射させる光学素子の一種である.誘電体多層膜コートを使用しており,膜による光の吸収はほとんどないため,色ガラスフィルターよりも優れている.u',Rc,Icの3色同時撮像を実現するために朝日分光株式会社[15]製作のDichroich Mirror を2枚使用した.





Dichroic Mirror1 は u' バンドのみ反射し, Rc バンドおよび Ic バンドを透過させている. Dchroic Mirror2 は Rc バンドを反射し, Ic バンドを透過させている.図 2.7,図 2.8 は各波長に応じた各 Dichroic Mirrorの 透過・反射率のグラフである.



図 2.7: DM1 の透過・反射率



#### 非点収差補正光学系

HinOTORIカメラでは,望遠鏡からの収束光中に斜めに Dichroic Mirror を置き,バンド分離をしている.Dichroic Mirror を透過する収束光は,光束中で光路差を生じ,これが非点収差の原因となる.偶数回 Dichroic Mirror を透過する Ic バンドでは,2つの鏡の傾きを逆にすることでこの光路差を補正できるが,1 回しか Dichroic Mirror を透過しない Rc バンドでは非点収差が大きくなるので,くさび形の補正ガラスを 挿入して補正を施した. フィルター

バンドフィルターは特定の波長帯のみ光を透過させ,役割を持つ.朝日分光株式会社 [15] 製作のバンドフィルターを採用した.全バンドフィルターの製品情報を 2.3.1 に示す.10% min,10% max はそれぞれ透 過率が 10%となる最小,最大波長を表す.

	<b>中心波長</b> [nm]	$10\% \min[nm]$	10%  max[nm]	構成
u'	348.7	301.3	391.7	KG2(2mm) + UG11(1mm) + 合成石英 (2mm)
$\operatorname{Rc}$	656.4	580.3	729.9	OG590(3mm) + 合成石英 $(2mm)$
Ic	798.0	709.3	887.7	R-60(5mm) HOYA 色ガラス

表 2.2: フィルターの対応波長帯域およびその構成

### $\mathbf{AR} \ \exists - \vdash$

透過ガラスやレンズ表面での光の反射率を下げる目的で光学素子の表面を覆う膜を AR コート (Anti Reflection Coationg) という.光学素子の表面で反射する光とコーティングの表面で反射する光が干渉する ことで互いの波を打ち消し合い,反射を防止するというしくみである.例えば,レンズに使用した AR コートは図 2.9 に示したように,合成石英の表裏を覆っている.DichroicMirrorには多層膜でできた基盤の表裏 に AR コートが施されている.



図 2.9: AR コートが反射率を下げるしくみ

## 2.3.2 CCD カメラ

CCD とは半導体を用いた画像検出器である.光子の入射後に感光素子によって発生した電荷を電荷結合素子 (CCD;Charge=Coupled Device) によって順次外部に転送して読みだすものである.[14]

#### CCD カメラの製品情報

以下に全バンドの CCD カメラの製品情報を示す. いずれのカメラも CCD 素子には E2V 社の 2K × 2K 裏面照射型 CCD(型番: CCD42-40) を採用している.

	製品名	型番	CCD <b>カメラの</b> 名前
u' バンド	Apogee Alta U42-UV	D02F-MG43D-U04240-UV1F	E2VCCD42-40 (UV)
Rc バンド	Apogee Alta U42	D09F-MG63D-U04240-MB0F	E2VCCD42-40(Midband)
Ic バンド	Apogee Alta U42	D09F-MG63D-U04240-MB0F	E2VCCD42-40(Midband)

#### 表 2.3: CCD カメラの製品情報

天文観測用の CCD カメラにはできるだけ高い量子効率が要求される.CCD の感度が悪い u' バンド波長 帯域のみ他バンドとは異なる,紫外域での量子効率の良い CCD カメラを使用している.ここで量子効率と は,CCD カメラの中で光子によって励起された電子の数を ADU に変換するときの変換効率である.u' バ ンドは特別なコーティングが施されており,紫外線光子を可視域に変換することで,実効的に紫外域での量 子効率を向上させている.

以下に u' バンド波長帯域でのフィルターの透過率とともに,-20 における 2 種類の CCD 量子効率 (QE) をプロットしたグラフを示した.



図 2.10: u'バンド波長帯域における CCD 量子効率の比較

定量化するために, u'バンドの中心波長における量子効率以外の透過効率 (大気の透過率,フィルター透 過率,主鏡・副鏡の反射率,平面鏡反射率,ARコート反射率,レンズ吸収,CCD 窓の透過率)に,それぞ れの CCD 量子効率をかけ,全透過効率を比較した.(表 2.3.2)なお,CCD 窓とは,真空容器窓のことである.CCD カメラは金属の真空容器で冷却することでノイズを減らしている.しかし,周りをすべて金属で囲んでいると当然光は CCD に入射できない.よって,真空容器の CCD に面する部分のみを MgF2 でコーティングされた合成石英を2重に入れている.

u'バンド専用の量子効率の良い CCD を使用することで約 2.6 倍の透過効率を得ることができた.

CCD	全透過効率 [%]
CCD for UV	13
CCD for MB	5

表 2.4: UV, MB CCD の各量子効率を適用させて得られた全透過効率

### CCD カメラの仕様

以下に,カメラ仕様を示す.

u' バンド

ピクセルサイズ	$13.5[\mathrm{um}]$
ピクセルスケール	0.68[arcsec/pixel]
ピクセル配置	2048×2048[個]
ゲイン	1.7[electron/count]
読み出し雑音	$6.33[\mathrm{count}]$
ダーク	$67.7[\mathrm{count/sec}]$
暗電流	114.086[electron/pixel/sec]
試験温度	-24[ ]
環境温度および試験温度の差	47[ ]

表 2.5: u' バンド CCD カメラの仕様

$\mathbf{Rc}$	J	バン	ド
	•		

ピクセルサイズ	$13.5[\mathrm{um}]$
ピクセルスケール	0.68[arcsec/pixel]
ピクセル配置	$2048\times 2048$
ゲイン	1.3[electron/count]
読み出し雑音	7.03[count]
ダーク	0.12[count/sec]
暗電流	0.15[electron/pixel/sec]
試験温度	-34[ ]
環境温度および試験温度の差	57[ ]

表 2.6: Rc バンド CCD カメラの仕様

Ic バンド

ピクセルサイズ	$13.5[\mathrm{um}]$
ピクセルスケール	0.68[arcsec/pixel]
ピクセル配置	2048×2048[個]
ゲイン	1.2[electron/count]
読み出し雑音	$6.76[\mathrm{count}]$
ダーク	$0.07[\mathrm{count/sec}]$
暗電流	0.08[electron/pixel/sec]
試験温度	-36[ ]
環境温度および試験温度の差	59[ ]

表 2.7: Ic バンド CCD カメラの仕様

# 2.4 総合性能

図 2.11 に HinTORI 全体の光学系図を示す.



図 2.11: HinOTORI 望遠鏡の総合性能

50cm リッチー・クレチアン望遠鏡で集めた光は装置に届く.Dichroic Mirror の波長分割により,u',Rc, Icの3色同時撮像が可能である.u'バンドの平面鏡は,Dichroic Mirror によって望遠鏡に光が干渉するこ とを防ぐために設置している.Rcバンドのみ光路において奇数回反射させており,非点収差を修正するた めに補正ガラスを設置している.残存収差は各バンドの補正レンズによって取り除かれる.フィルターは特 定の波長帯のみを透過させ,光子の量を限定する.最後に CCD 窓がある.すべての光学素子に光反射を防 止するための AR コートをコーティングしている.

# 第3章 CCDの性能評価試験

本研究では,使用した CCD カメラについて以下の評価項目を測定し,それぞれ解析を行なって CCD が 仕様通りに仕上がっているかどうかを確認した.

# 3.1 CCD の性能評価における用語説明

CCD カメラによって読み出されるカウント値は図のように多くの要素が付加したものとして得られる.



図 3.1: CCD から得られるデジタル値

### 3.1.1 バイアス

バイアスとは,露出時間ゼロで露光せずに読みだしたときのフレームから測定されるカウントである.露 出は0秒なので,出力される読み取り値も0になるはずだが,実際にはCCDからピクセルごとの電荷を読 み出すときに一定のバイアス電圧をかけているため,これが一定のカウント値として測定される.[14]バイ アス電圧は,AD変換(アナログ・デジタル変換)によって読み出した電子数をカウントに変換するときに, AD変換器の線形性の良い範囲に乗せるためにかけるオフセットである.バイアス電圧をかけることで,読 み出しノイズが乗ってもカウントの値が負の値にならないという効果もある.

# 3.1.2 オーバースキャン

観測されたデータを読みだす前,または読み出し後に付加される0秒露出の読み出しを行ったことに値 するデータのことをいう.CCDのピクセルの端の列に付加され,この部分をオーバースキャン領域といい、 バイアスの推定値である.[14]

### 3.1.3 ダーク

ダークとは,検出器内で熱的に発生した電子の暗電流によって,CCDに光を当てなくても発生するカウント値のことである.ダークは CCDの温度と露出時間に依存し,温度が高いほど,露出時間が長いほど増える.CCDカメラは冷却して使用するため,一般的にダークの影響は少ない.

# 3.2 ゲインの測定

CCD カメラは受け取った光子によって励起された電子の個数を AD 変換によってデジタル値に変換する.変換されたデジタル値は「カウント」もしくは「ADU(Analog-to-Digital Unit)」を単位として表す.1 カウントもしくは 1ADU 当たりの電子数をゲインと呼ぶ.

### 3.2.1 ゲイン測定方法

検出電子数  $N_{\text{electron}}$ , ダーク D, 出力カウント C と定義すると, 以下のような式で表される.

$$C = \frac{1}{G}N_{\text{electron}} + D \tag{3.1}$$

ダーク値は非常に小さいため,ダークを無視すると,

$$C \approx \frac{1}{G} N_{\text{electron}} \tag{3.2}$$

と近似できる.カウントのノイズ $\sigma$ ,読み出しノイズ $\sigma_{r}$ と定義すると,

$$\sigma = \sqrt{\frac{N_{\text{electron}}}{G^2} + \sigma_{\text{r}}^2} \tag{3.3}$$

とかける.

したがって,

$$\sigma^2 = \frac{N_{\text{electron}}}{G^2} + \sigma_{\text{r}}^2 \tag{3.4}$$

となる.

式 (3.2) と式 (3.4) から N<sub>electron</sub> を消去すると,

$$\sigma^2 = \frac{C \cdot G}{G^2} + \sigma_{\rm r}^2 \tag{3.5}$$

$$\sigma^2 = \frac{C}{G} + \sigma_{\rm r}^2 \tag{3.6}$$

このような式を用いてゲインを求めていく.ここで, $\sigma^2$ は CCD から出力されるカウントの分散であり,Cは CCD から出力されるカウントの平均値を表す.

### 3.2.2 ゲイン測定実験

2015 年 01 月 09 日に内海洋輔氏が CCD ゲイン測定用のデータを取得した.試験はかなた望遠鏡に同架 された HinOTORI 観測システムを使った.光源はドーム内電灯とし,露出時間を変えることで光量の調整 を行った.こうして取得したデータに対して次で述べる解析を行った.

バンド	露出時間 [s]	フレーム数 [枚]
u' バンド	1 , 2 , 4 , 8 , 16 , 32 , 64 , 128	32
Rc バンド	0.5 , $1$ , $2$ , $4$ , $8$	30
Ic バンド	1 , $2$ , $4$ , $8$ , $16$ , $32$ , $64$	35

表 3.1: CCD ゲイン測定用データの各バンドごとの積分時間

### 3.2.3 ゲインおよび読み出しノイズ測定のためのデータ解析

ゲインを求めるには式 (3.6)を用いる.式 (3.6)のCは,撮影したフレームからバイアスおよびダークを 引いたものの平均をとることで得られる.HinOTORIのカメラで撮像した画像は,2096×2048個のフォー マットで保存される.しかし有効なピクセルは 2048×2048のみである.x[2049:2096],y[0:2048]の領域は オーバースキャン領域であり,実際の画素からは信号を読み出さず,読み出し回路だけを動作させたときの データが入っている.すなわちバイアス値が入っていることになる.各ピクセルが読み出すカウントから オーバースキャン領域の平均値を引くと,バイアスを引いたことになる.ここで,ダークは非常に小さい ものであるため,バイアス成分のみを考慮した. $\sigma^2$ はある観測フレームから別の観測フレームを差し引き, その分散をとることで得られた.観測フレームを2枚使用しているため,ある観測フレームの標準偏差お よび別のフレームの標準偏差 $\sigma_s$ を定義すると,2つは互いに独立でランダムであるため,2つのフレーム を引くことで得られる標準偏差 $\sigma_d$ は以下のような式で表される.

$$\sigma_{\rm s} = \sqrt{\sigma_{\rm d}^2 + \sigma_{\rm d}^2} = \sqrt{2\sigma_{\rm d}} \tag{3.7}$$

したがって,分散は以下のように求まる.

$$\sigma_{\rm s}^2 = 2\sigma_{\rm d}^2 \tag{3.8}$$

### 3.2.4 ゲイン・読み出しノイズ測定解析結果

#### 結果 1

ある露出時間に対応する,前述の分散をそれぞれ(x,y)にとってプロットした.以下に各バンドのプロット結果を示す.ここで,ゲインは直線フィッティングで得られた直線の傾きの逆数であり,ゲインの誤差は,フィッティング範囲のプロット点を,重複を許してインデックスの個数分フィットしたときのゲインの標準 偏差を採用している.読み出しノイズの測定は,オーバースキャン領域からのカウントの標準偏差として算 出した.また,読み出しノイズの誤差は読み出しノイズの標準偏差とした.



図 3.2: ゲイン測定データのグラフ (u' バンド)

ゲイン [electron/count]	1.66± 測定不能
読み出しノイズ [count]	$5.06\pm0.02$

表 3.2: u' バンドのゲインと読み出しノイズ



図 3.3: ゲイン測定データのグラフ (Rc バンド)

ゲイン [electron/count]	$1.23\pm0.05$
読み出しノイズ [count]	$6.37 \pm 0.13$

表 3.3: Rc バンドのゲインと読み出しノイズ



図 3.4: ゲイン測定データのグラフ (Ic バンド)

ゲイン $[ ext{electron/count}]$	1.13± 測定不能
読み出しノイズ [count]	$7.65\pm0.25$

表 3.4: Ic バンドのゲインと読み出しノイズ

### 3.2.5 データの再測定

結果1では u' バンドのグラフの1点のみ直線から大きく離れた点があった.また, Ic バンドの直線上端の方でもばたつきがみられた.これは,1月9日の測定ではドームの窓が開いており,カーテンが煽られて 光が入ってきてしまった可能性が考えられたため,2月3日にドームの窓を閉めた状態で u' および Ic のみ 再測定を行った.

12:50 HinOTORI 立ち上げ

13:45 各バンドデータ測定開始

光源が安定しないため,途中からドーム内電灯を用いて測定を行った.

時間 [時:分 (JST)]	露出時間 [s]	フレーム数 [枚]	CCD 冷却温度 [ ]	備考
13:45	1 , 2 , 4 , 8 , 16 , 32 , 64	25	-10	光源が安定しない.
15:25	1 , 2 , 4 , 8 , 16 , 32 , 64	24	-10	光源が安定しない.
16:15	1 , 2 , 4 , 8 , 16 , 32 , 64	21	-10	ドーム内電灯照射

### 表 3.5: 2015 年 2 月 3 日の u' バンド測定の流れ

Ic バンド

時間 [時:分 (JST)]	露出時間 [s]	フレーム数 [枚]	CCD 冷却温度 [ ]	備考
14:00	1 , 2 , 4 , 8 , 16	17	-10	光源が安定しない.
17:15	1 , 2 , 4 , 8 , 16 , 32	20	-10	ドーム内電灯照射
17:58	1 , 2 , 4 , 8 , 16 , 32	18	-10	ドーム内電灯照射

表 3.6: 2015 年 2 月 3 日の u' バンド測定の流れ

このときに得られたグラフを図 3.5,図 3.6 に示す.

結果 2



図 3.5: 【結果 2】ゲイン測定データのグラフ (u' バンド)

ゲイン [electron/count]	$1.97\pm0.15$
読み出しノイズ [count]	$5.06\pm0.02$

表 3.7: 【結果 2】u'バンドのゲインと読み出しノイズ



図 3.6: 【結果 2】ゲイン測定データのグラフ (Ic バンド)

ゲイン [electron/count]	$1.23\pm0.05$
読み出しノイズ [count]	$7.65\pm0.25$

表 3.8: 【結果 2】Ic' バンドのゲインと読み出しノイズ

# 3.2.6 ダーク値を含んだデータによるゲイン測定

以上までの解析では, 3.3.1 の式 (3.2) のようにダークが小さいと仮定した.しかし, この再測定後に, メーカー算出の u<sup>2</sup> バンドダーク値が他バンドよりもかなり大きいと分かった.

	u'	$\operatorname{Rc}$	Ic
ダーク [count/sec]	67.7	0.12	0.07

表 3.9: Apogee による1秒あたりのダークカウント数

 $3.3.1\,$ の式(3.1)より,

$$C = \frac{1}{G}N_{\text{electron}} + D \tag{3.1}$$

ノイズ  $\sigma'$  , ダークノイズ  $\sigma_{\rm D}$  , ゲイン  ${\rm G}'$  とすると ,

$$\sigma' = \sqrt{\frac{N_{\text{electron}}}{G'^2} + \sigma_{\text{r}}^2 + \sigma_{\text{D}}^2 t^2}$$
(3.9)

ここで,ダークを考慮して得られる式は,3.3.1と同様に以下のようになる.

$$\sigma^{\prime 2} = \frac{N_{\text{electron}}}{G^{\prime 2}} + \sigma_{\text{r}}^2 + \sigma_{\text{D}}^2 t \tag{3.10}$$

同様にして,以下のように式が求まる.

$$\sigma'^{2} = \frac{C - D}{G'} + \sigma_{\rm r}^{2} + \sigma_{\rm D}^{2}t$$
(3.11)

ダークの値は以下の条件のものを使用した.

バンド	温度	フレーム数	積分時間
u'	-13	15	0,120
$\operatorname{Rc}$	-34	-	-
Ic	-34	-	-

表 3.10: 全バンドのダーク値有無のゲイン比較

ここで, u' バンドは内海洋輔氏が東広島天文台で測定済であるダーク値を, Rc バンド, Ic バンドはメーカーのダーク値を使用した.

バンド	ダーク考慮前のゲイン [electron/count]	ダーク考慮後のゲイン [electron/count]
u'	$1.97\pm0.15$	$1.58 \pm \ 0.15$
$\operatorname{Rc}$	$1.23\pm0.05$	$1.23 \pm \ 0.05$
Ic	$1.23\pm0.05$	$1.23 \pm \ 0.05$

表 3.11: 全バンドのダーク値有無のゲイン比較

# 3.3 考察

CCD のゲイン測定の結果は全バンドともに誤差が10%以内であった.これより,電子とカウント値の変換が正確に行えることを確認できた.読み出しノイズもメーカー値と比較的一致しており,カメラの性質がメーカーの提示した試験結果通りであることを確認した.

# 第4章 視野の測定

HinOTORIの視野が実際の設計通りに仕上がっているかを確認した.ここでは,HinOTORIで実際に 撮影した星の画像を天体位置カタログと比較することでシステムの視野測定を行った.

以下は国立天文台による FITS の手引き第5版 [16] を参考にした.

# 4.1 WCS座標

FITS ファイルではデータ配列 (=index)(*i*,*j*,*k*) から物理量である座標 ( $x_i$ , $y_i$ , $z_i$ ) への変換のパラメータを格納するために以下のキーワードを使用している.

CRVALn	参照点での座標値
CRPIXn	参照点でのインデックス
CDELTn	参照点での座標の増分
CTYPEn	座標軸の種類
CROTAn	回転角

表 4.1: FITS ファイル内での座標変換キーワード

これより,例えば CROTAn=0.0 のとき,座標値 $x_n$ はインデックスnから次式で表すことができる.

$$x_n = \text{CRVALn} + \text{CDELTn} \times (n - \text{CRPIXn})) \tag{4.1}$$

しかし, これはあまりにも単純であるため, もっと一般的な表現方法として新たな WCS(World Coodinates System) が提案された.

WCS は FITS ファイルの座標と世界座標との変換を行うシステムのことである.ここでは天球座標 ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) から射影平面座標 (x, y) への変換を考える.この間に 3 つの変換を行う.

ある天域のを観測したとき,天球座標  $(\alpha, \delta)$ から射影平面座標 (x, y)へ変換する手順は以下のように表せる.

(1) 天球座標 (α, δ) から局所平面座標 (φ θ) への変換

(2) 局所球面座標 (*φ θ*) から射影平面座標 (*x*,*y*) への変換

(3) (x,y)から回転の歪みの変換を経てピクセル座標にする.

天球座標から局所平面の変換を行う.これは,天球面から天球接面への射影を行うことを意味する.天球面と接面の接点を  $(\alpha_P, \delta_P)$  とし,天球上でこの天を極とする新たな座標系を設定するのである.こうすることで,後の 局所球面座標  $(\phi \theta)$  から射影平面座標 (x, y) への変換が簡単化される.参照点を極とすると,以下のように見ることができる.



図 4.1: 極を天体に合わせたときの射影平面座標

この新しい座標系が (φ θ) となり, この変換は以下のような式で表される.

$$\sin\theta = \sin\delta\sin\delta_P + \cos\delta\cos\delta_P\cos\left(\alpha - \alpha_P\right) \tag{4.2}$$

$$\cos\theta\sin\left(\phi - \phi_P\right) = -\cos\delta\sin\left(\alpha - \alpha_P\right) \tag{4.3}$$

$$\cos\theta\cos\left(\phi - \phi_P\right) = \sin\delta\cos\delta_P - \cos\delta\sin\delta_P\cos\left(\alpha - \alpha_P\right) \tag{4.4}$$

ここで,  $\phi_P$ を変換前の座標系での極点の、新しい座標系における経度と定義した.

次に,射影による局所球面座標から,平面上の座標への変換を行う.射影平面上に球面との接点を中心 とする極座標  $(R_{\theta}, A_{\phi})$ を考える. $A_{\phi}$ は,軸を適当にとることにより $\phi = A_{\phi}$ とすることができるため, $\theta$ と  $R_{\theta}$ の関係として新たな座標系として射影を記述できる.

最後に, (x,y)から回転の歪みを適用させてピクセル座標にすることで, WCSシステムは天球座標と CCD上の座標の変換を行っている.

# 4.2 天体の天球座標決定システム

以上の WCS 座標の変換を Astrometry.net を利用して行った.Astrometry.net は,画像に写った星のパ ターンを既存のカタログと照らし合わせて対応付け,WCS 座標を決定している.このパターンマッチは一 般的には難しく問題となっていたが,開発されたアルゴリズムによって簡単に WCS を貼ることができる ようになっている.

# 4.3 視野測定データの取得

WCS を決めることで視野のサイズを決めることができる.WCS の測定のために実際の空を撮像した画像を使用した.

そのデータは 2014 年 11 月 7 日に内海洋輔氏が行った副鏡フォーカス位置を決定するために行った観測 データを使用している.

時間	観測の流れ
12:00	CCD カメラ冷却
17:15	スリットを開き,ドーム内の空調を切る.
18:02	露出テスト
19:25	ベストフォーカス位置 (5.00mm) 付近で副鏡の位置を変えながら天体を観測

時間 セット番号 エレベーション フォーカス位置 [mm] 19:2570 , West 1st4.95 - 5.2019:3270 , West 2nd4.85 - 5.2050 , West 19:443rd 4.85 - 5.2020:494th 50 , West 4.85 - 5.2022:485th 50 , West 4.85-5.20

表 4.2: 2014 年 11 月 7 日の撮像の流れ

表 4.3: 2014 年 11 月 7 日観測データの流れの詳細

# 4.4 視野測定解析・結果

今回の視野測定解析は,上のセット番号 3rd,4th,5th を用いて行った.

u' バンドの視野は,撮影した画像に天体が写らなかったため Astrometry.net での解析が行えなかった. 観測によって得られた FITS ファイルを Astrometry.net に適用させ, CCD カメラのピクセルスケール を求めた.以下に得られたピクセルスケールから求まった,Rc バンド,Ic バンドの視野を示す.

バンド	ピクセルスケール [arcsec/pixel]	視野 $[\operatorname{arcmin}^2]$
Rc バンド	0.68	$23.1 \times 23.1$
Ic バンド	0.68	$23.1 \times 23.1$

表 4.4: Rc バンドおよび Ic バンドの CCD カメラの視野

# **4.5** 視野測定の考察

視野の仕様は  $24 \times 24 \operatorname{arcmin}^2$  であった. もとまった視野は Rc バンド, Ic バンドともに  $23.1 \times 23.1$ [arcmin<sup>2</sup>] であり、十分要求性能を満たしていると言える。また,誤差がついていない理由は,ピクセルスケールの誤 差が  $10^{-4}$ ,視野の長さの誤差が  $10^{-2}$ のオーダーであり,Astromerty.net の天球座標変換の精度がとても良いためである.

# 第5章 結像性能の評価試験

カメラ光学系や主鏡・副鏡などによって収差が発生し,星像がぼやけたり歪んだりしてしまう.この評価試験では,星像の乱れがどの程度生じているかを以下に記述するハルトマンテストを行って確認した.

# 5.1 ハルトマンテスト



図 5.1: ハルトマン板を装着した HinOTORI

ハルトマンテストは小孔を開けた板 (ハルトマン板)を鏡筒の先端に装着し, 副鏡を動かすことで焦点よ リ内側の焦点内像と焦点より外側の焦点外像の光軸に垂直な2面で天体を撮像する.理想的な光学系であれ ば, 撮像して得られた画像は互いに点対称なハルトマン板のスポットパターンが見られるはずである.し かし,現実の光学系には収差が残っているため,正確な点対称の組にはならず,焦点面における光軸も一 点には交わらない.焦点面でのそれぞれのスポットの中心位置からのずれの大きさの平均値をとる.これを ハルトマン定数といい,この定数を用いることで結像性能を定量的に表すことができる.また,中心位置 からのずれのベクトルを収差ベクトルと定義する.収差ベクトルの絶対値のRMS(Root-Mean-Square)を 求めることで結像性能を評価した.



図 5.2: ハルトマンテスト

今回のハルトマン板には20個の小孔がある. 焦点内像を4面, 焦点外像を3面測定した.

### 5.1.1 ハルトマン定数の導出

以下の方法を用いてハルトマン定数を求める.なお,この計算方法は沖田博文 (2009)[17] を参考にした. 焦点内像における画像の各スポット位置を,CCD フレームの座標 (*x*<sub>in\_i</sub>,*y*<sub>in\_i</sub>) で表す.すると,各ス ポット位置の平均値つまり,焦点内像での光軸の位置は以下のように表せる.

$$(\bar{x}_{\mathrm{in}\_i} \ \bar{y}_{\mathrm{in}\_i}) = \left(\frac{1}{N} \sum x_{\mathrm{in}\_i} \ \frac{1}{N} \sum y_{\mathrm{in}\_i}\right)$$
(5.1)

さらに, 各スポット位置と焦点内像における光軸位置との差をとることで, 光軸を原点としたときの各 スポット位置  $(\hat{x}_{in_{\cdot i}}, \hat{y}_{in_{\cdot i}})$  が得られる.

$$(\hat{x}_{\text{in}\_i} \ \hat{y}_{\text{in}\_i}) = (x_{\text{in}\_i} - \bar{x}_{\text{in}\_i} \ , y_{\text{in}\_i} - \bar{y}_{\text{in}\_i})$$
(5.2)

同様に, 焦点外像における画像の各スポット位置  $(x_{\text{out}\_i}, y_{\text{out}\_i})$  において, 光軸の平均位置  $(\bar{x}_{\text{out}\_i}, \bar{y}_{\text{out}\_i})$ , 光軸を原点としたときのスポット位置  $(x_{\text{out}\_i}, y_{\text{out}\_i})$ となる.

ここで光軸を z 軸にとり, 焦点内像面を z = 0, 焦点外像面を z = 1 とする  $0 \le z \le 1$  の像面における光線 i の座標は

$$x_{i} = (\dot{x}_{\text{out}\_i} - \dot{x}_{\text{in}\_i})z + \dot{x}_{\text{in}\_i}$$
(5.3)

$$y_i = (\acute{y}_{\text{out\_}i} - \acute{y}_{\text{in\_}i})z + \acute{y}_{\text{in\_}i}$$
(5.4)

と表すことができる.

よって, 位置 zにおける光線 iの光軸からの距離  $r_i$ は,

$$r_i = \sqrt{x_i^2 + y_i^2} \tag{5.5}$$

とかける.これが像面 *z* におけるスポット位置であり, ハルトマン板を通過してくる各光線の位置をプロットしたものをスポットダイアグラムと呼ぶ.

 $r_i$ を z で微分するとスポットダイアグラムが最小となる像面  $z_{\min}$  が以下のように求まる.

$$z_{\min} = -\frac{\sum\{(\dot{x}_{\text{out\_i}} - \dot{x}_{\text{in\_i}})\dot{x}_{\text{in\_i}} + (\dot{y}_{\text{out\_i}} - \dot{y}_{\text{in\_i}})\}\dot{x}_{\text{in\_i}}\}}{\sum(\dot{x}_{\text{out\_i}} - \dot{x}_{\text{in\_i}})^2 + (\dot{y}_{\text{out\_i}} - \dot{y}_{\text{in\_i}})^2}$$
(5.6)

 $z_{min}$  で光線 i が交差するはずである理想位置から各光線がどれだけずれているかを収差量  $(\delta x_i \ \delta y_i)$  と すると,

$$\delta x_i = (\dot{x}_{\text{out\_i}} - \dot{x}_{\text{in\_i}}) z_{\text{min}} + \dot{x}_{\text{in\_i}}$$
(5.7)

$$\delta y_i = (\dot{y}_{\text{out\_i}} - \dot{y}_{\text{in\_i}}) z_{\text{min}} + \dot{y}_{\text{in\_i}}$$
(5.8)

となる. $\delta x_i \delta y_i$ をハルトマン板の小孔の位置を基点としてベクトルで表したものを収差ベクトルという. そして,収差ベクトルの大きさの平均値をハルトマン定数*T*と定義する.

$$T = \frac{1}{N} \sum \left( \sqrt{\delta x_i^2 + \delta y_i^2} \right) \tag{5.9}$$

また,  $\delta x_i$ , と $\delta y_i$ 全体の平均値を $\delta_m$ とすると, 収差ベクトルの RMS(Root Mean Squre)を以下のように定義できる.

$$A_{\rm rms} = \frac{1}{N} \sum (\sqrt{(\bar{\delta_m} - \delta x_i)^2 + (\bar{\delta_m} - \delta y_i)^2}$$
(5.10)

ここまでの計算では CCD の座標で計算していたため, ハルトマン定数にピクセルサイズ  $\theta$ [arcsec/pixel] をかけて [arcsec] に単位換算する必要がある.

### 5.1.2 観測

2015 年 01 月 09 日にハルトマンテストを行った.広島大学の 1.5m 光学赤外線望遠鏡かなたに同架した HinOTORI で観測した.焦点内像の画像を3つ,焦点外像の画像を4つ得てそれぞれの組み合わせで12 通りのハルトマン定数を算出した.

#### 5.1.3 解析結果

得られたハルトマン定数 T および収差ベクトルの RMS は以下である.

バンド	ハルトマン定数 $T[ ext{arcsec}]$	収差ベクトルの RMS[arcsec]	収差ベクトルの最良 RMS[arcsec]
Rcバンド	$0.59{\pm}0.05$	$0.47 {\pm} 0.04$	0.40
Ic バンド	$0.60 {\pm} 0.05$	$0.48 {\pm} 0.04$	0.41

### 表 5.1: 各バンドのハルトマン定数と収差ベクトルの RMS

なお, ハルトマン定数および収差ベクトルの RMSは, 焦点内像4面, 外像3面の12通りの組み合わ せから得られた各値の平均値であり, 誤差はそれぞれの標準偏差で表した.

望遠鏡の結像性能を示す指標としてはハルトマン定数がよく用いられるが,ハルトマン定数は収差ベク トルの大きさの平均値であり,大きな収差ベクトルを持つスポットに引きずられる傾向がある.そこで,本 研究では、より信頼できる指標として収差ベクトルの RMS 値を用いることとした. HinOTORI 望遠鏡は かなた望遠鏡に同架して観測したため,視野回転のために長時間露光ができなかった.このため,測定さ れた収差ベクトルには観測時のシーイングの影響が入っている.よって,得られた12個の収差ベクトルの RMSの中で最も小さい値を HinOTORIの結像性能限界値として議論していく.図 5.3 および図 5.4 に,そ れぞれのバンドで最小の RMS をとるときの焦点面でのスポットダイアグラムの図を示す.





図 5.3: Rc バンドにおける RMS が最小のときのスポッ 図 5.4: Ic バンドにおける RMS が最小のときのスポッ トダイアグラム

トダイアグラム

スポットダイアグラムの直径は 1.0[arcsec] であり,スポットの広がりが星像の広がりを表す.

#### エアリーディスク 5.2

点光源からの光が大気のゆらぎの影響を受けず、無収差の光学系をもつ望遠鏡に入射しても、焦点面に おいて像は1点に結像しない.これは光が波の性質を持つためである.円形開口から入射する光は波の性質 によって回折され, 焦点面において図 5.5 のような回折パターンを生じる.ここで,回折とは,媒質を伝わ る波にに対して障害物が存在するとき,波がその障害物のうしろにまわり込んで伝わっていく現象である.



図 5.5: エアリーディスク概要図

この最も中心に近い第1暗環より内側にできる明るい円盤をエアリーディスクと言い,また,図5.5の ような光の回折パターンをエアリーパターンと言う.以下では光の基本的な性質から確認していき,この エアリーディスクによる星像の乱れがどの程度影響するかを評価する.

### 5.2.1 光の干渉

光の干渉とは,同一光源からの光が異なる光路を経て1ヶ所に到達したとき,電磁波の波としての性質 から,電場の同符号が同時に来ることで波は正の振幅または負の振幅において強め合う.一方,異符号の 波が到達すると,互いの波を打ち消し合い,振幅が低下する.光の干渉は明暗がはっきりと分かるところ はもちろん,分からない部分においても常に発生している.この光の干渉の性質によってエアリーパター ンに明暗が生じる.

### 5.2.2 エアリーディスクの大きさ

2 つのものを分解する能力の目安が分解能である.光学系の回折限界の角度分解能としてよく使われる 定義は,回折像の第1極小点までの半径 (レイリーの評価基準)であり,円形開口ではこの半径 *r<sub>a</sub>irly* を 以下のように表すことができる.[14]

$$r_{\text{airly}} = 1.22\lambda F$$
  
=  $1.22\lambda \frac{f}{D}$  (5.11)

F 主鏡の F 値 , D 円形開口直径 , f 主鏡の焦点距離と定義した.ここで , 半径 r<sub>airly</sub> を主鏡焦点距離 f および望遠鏡への入射角 θ を用いて表すと ,

$$r_{\rm airly} = f\theta \tag{5.12}$$

となり,式(5.11)および式(5.12)より,回折限界における角度は以下のように求めることができる.

$$\theta = 1.22 \frac{\lambda}{D} \tag{5.13}$$

### 5.2.3 解析結果

エアリーディスクの回折限界における星像の直径は表のようになった.

バンド	u'	$\operatorname{Rc}$	Ic
エアリーディスク直径 [arcsec]	0.35	0.64	0.79

表 5.2: 理論的なエアリーディスクの直径

# 5.3 考察

収差ベクトルの RMS は, 1 $\sigma$ の確率でとある鏡面の領域からくる光線がその中に入る範囲となる.ここ で CCD のピクセルスケールはおよそ 0.7[arcsec/pixel] であり, RMS は広がりの半径を表すため, Rc バンド, Ic バンドともに直径はおよそ 0.8[arcsec] となる. CCD のピクセルスケールと比べると約 1.1 倍で あり, 1 割程度の広がりはあるものの,実際予測される星像直径は,現地のシーイングを 0.7[arcsec] とし, RMS, シーイング, エアリーディスク直径を考慮すると, 各バンドで表 5.3 のようになるため, およそ 2 ピ クセル程度で星像のサンプリングをすることになるので,実用上問題ない良好な結像性能であると言える.

バンド	u'	Rc	Ic
星像直径	1.1	1.2	1.3

表 5.3: 阿里地区で予測される星像直径

# 第6章 スループットの評価試験

光子は望遠鏡やフィルター, CCD カメラの窓を通り, CCD 内で電子を励起させ, 最終的に電子がデジ タル値に変換されたものが値として得られる.その変換効率をスループットと呼ぶことにする.

# 6.1 スループット

[18] 望遠鏡や光学系は光を100%透過するわけではなく,さらに透過率は波長依存性を持つ.その応答は  $R_{\nu}^{\text{Telescope}}$ 、 $R_{\nu}^{\text{DM}}$ のような関数で表すことができる.このように,各光学素子について波長依存性をもった透過率  $R_{\nu}^{i}$ を定義することができる.天体観測のときに実際に必要となるのはすべての  $R_{\nu}^{i}$ を考慮した総合値である.この章の最初で述べたことを改めると,望遠鏡,フィルター,装置光学系,量子効率  $\eta$ すべて含めて,望遠鏡に入射した光がセンサーで量子化されるまでの効率の波長依存性をスループットという.設計値や天体のエネルギー流束密度が分かっていれば,理想的な状況下における c 値を調べることができる.つまり,その比が誤差を含めて1であれば,製作したシステムが期待通りに仕上がっていることを確認できる.

## 6.1.1 予測スループットの計算

輻射流束

全光度 L[erg/s] で輝く天体を r[cm] 離れた地点から観測することを考える.球対称にエネルギーが放射 されているとすれば,その地点における輻射流束 (flux) $F[erg/sec/cm^2]$  は

$$F = \frac{L}{4\pi r^2} \tag{6.1}$$

と書ける.ここでの輻射流束は全波長または全周波数に渡って積分したものなので,輻射収束密度 (flux density)  $f_{\nu}$  を導入すれば,

$$F = \int_0^\infty d\nu f_\nu \tag{6.2}$$

天体望遠鏡

天体望遠鏡は天体から飛んでくる光子を,鏡やレンズを使って集めるための道具である.天体望遠鏡が 集める単位時間あたりの輻射流束密度は,望遠鏡の開口 A[cm<sup>2</sup>] と輻射流束密度 f<sub>ν</sub> を用いて,

$$f_{\nu} \int_{A} dS [\text{erg/s/Hz}] \tag{6.3}$$

$$A = \int_{A} dS \tag{6.4}$$

とする .

フィルター

光は周波数  $\nu$ [Hz] または波長  $\lambda$ [cm] ごとにエネルギーを持つ.そのエネルギーは、h をプランク定数と すると

$$\epsilon = h\nu \tag{6.5}$$

と表せる.

また,波長表示との変換は $c = \nu \lambda$ より,

$$f_{\nu}d\nu = \frac{\lambda^2}{c} f_{\lambda}d\lambda \tag{6.6}$$

を用いる.

天体観測では光子のエネルギーの違いから物理量を引き出す.フィルターの透過特性を R<sub>v</sub><sup>filter</sup> とすると, このシステムは単位時間あたりに

$$\int_{A} dS \int R_{\nu}^{\text{filter}} f_{\nu} d\nu \tag{6.7}$$

だけエネルギーを受け取る.また,このシステムで受け取る光子1個の平均的なエネルギーは

$$\langle \epsilon \rangle = \frac{\int R_{\nu}^{\text{filter}} h\nu d\nu}{\int R_{\nu}^{\text{filter}} d\nu}$$
(6.8)

となる.

大気のモデル

標高 0m および標高 5100m における大気透過率のモデリングデータをカブリ数物連携宇宙研究機構の 安田教授に作成していただいた.なお,用いたソフトウェアは MODTRAN であり,1976.US Standard Atmosphere を採用している.本研究では東広島天文台で観測を行っているため,スループットを求める際 は標高 0m のデータを用いた.モデルパラメータのエアマスは 1.2 としている.



図 6.1: MODTRAN を用いた標高 0m,5100m における大気透過率モデリング

カメラ

カメラは飛来する光子を記録する道具である.カメラのシャッターが開くと半導体センサーに光子が届 く.届いた入射光子は半導体センサーの電子を励起させ,電場をかけることによって励起された電子を維持 する.露出時間終了後,励起された電子の個数をコンデンサを使って電圧に変換し,電圧をADCで離散化 し,デジタルデータ(画像)として保存する.保存された画像に記録された count の値と記録した光子の個 数の関係は

$$N_{\rm photon}\eta = N_{\rm count}G\tag{6.9}$$

となる.天体望遠鏡に  $R_{\nu}^{ ext{filter}}$ の透過率を持つフィルターを入れてカメラで  $t[ ext{sec}]$  時間露出すると,観測者は

$$\int dt \int_{A} dS \int R_{\nu}^{\text{filter}} f_{\nu} d\nu[\text{erg}]$$
(6.10)

のエネルギーを受け取ることになる.フィルターを使って光子のエネルギーを限定しているので,平均的な光子のエネルギー  $\langle \epsilon \rangle$  で割れば観測した光子数  $N_{\rm photon}$  が分かる.

$$N_{\rm photon} = \frac{\int dt \int_A dS \int R_{\nu}^{\rm filter} f_{\nu} d\nu}{\langle \epsilon \rangle}$$
(6.11)

実際の観測では, CCD から得られる値は光子の数ではなく,光子によって励起された電子がデジタル値に変換されたものである.

予測スループット

各バンドの波長領域において,スループット $\xi$ を定義する. 各バンドの積分領域は 1.1.4 の波長領域である. 波長領域での透過率がすべて 1 の場合の理想的な透過率積分値を  $S_{sys}$ , HinOTORI の光学系や大気の 透過率を考慮した理論的な透過率積分値を  $S_{int}$  とすると,以下のように書くことができる.

$$\xi = \frac{S_{\rm sys}}{S_{\rm int}} \tag{6.12}$$

これを計算した結果が以下である.



### 6.1.2 観測と予測スループット比

以上の望遠鏡,フィルター,装置光学系の透過・反射率,量子効率をすべてかけ合わせたものを  $R^i_{\nu}$  とかくと,観測と理論のそれぞれのスループットの比が以下で表せる.

$$\frac{N_{\text{count}}^{\text{obs}}}{N_{\text{count}}^{\text{ideal}}} = N_{\text{count}}^{\text{obs}} / \frac{\int dt \int_A dS \int R_\nu^{\text{i}} f_\nu d\nu}{G\langle \epsilon \rangle}$$
(6.13)

### 6.1.3 観測

今回, BD + 28 4211, IS Peg, 10Lac の 3 天体を用いて試験観測を行った。観測日は 2014 年 9 月 20 日 であり, 天気は後半になるにつれて少し良くなっていった。BD + 28 4211 は 15, 10, 20 の露出時間で 15 回撮像した. IS Peg は 1, 5, 10, 20 の積分時間で 16 回撮像した. 10Lac は明るすぎたので測定結果とし て不適であるため,以上の 2 天体で解析を行った. iraf のパッケージである imexam を用いて以上 3 つの標 準星の測光を行った.

### 6.1.4 得られる光子数の理論値計算

#### 透過率のグラフ

光子数の理論値計算をするためにまず、大気や光学系の透過率を各バンドごとにプロットした.各バンドで,標高0mにおける大気の透過率のみ共通である.また表には,グラフにプロットされていない一定値の透過・反射率の種類とその値,適用される回数を示している.グラフ中のAll Transmittanceには図下の表に示した,一定透過・反射率も含まれている.



図 6.2: u'バンド範囲の透過率

	透過・反射率	枚数
$\mathrm{AR}  \beth - F$	0.98	4 <b>枚</b>
主鏡・副鏡	0.925	2 <b>枚</b>
CCD 窓	0.975	2 <b>枚</b>

表 6.2: u'バンドの一定透過率



図 6.3: Rc バンド範囲の透過率

	透過・反射率	枚数
$\mathrm{AR} \textbf{\exists} \textbf{-} \textbf{k}$	0.98	4 <b>枚</b>
主鏡・副鏡	0.92	2 <b>枚</b>
CCD 窓	0.975	2 <b>枚</b>
補正板	0.998	2 <b>枚</b>

表 6.3: Rc バンドの一定透過率



図 6.4: Ic バンド範囲の透過率

	透過・反射率	枚数
AR ⊐−ト	0.98	4 <b>枚</b>
主鏡・副鏡	0.875	2 <b>枚</b>
CCD 窓	0.975	2 <b>枚</b>

表 6.4: Ic バンドの一定透過率

ここで, AR コートおよび CCD 窓の反射・透過率値は入手できなかったためシグマ光機株式会社の一般 的な透過率を適用させた.また,他の光学素子の透過・反射率はメーカーによる測定値である.

透過率のグラフから得られる理論値

各透過率をかけあわせたものを  $R_{\nu}^{\text{all}}$  とすると,式 (3.8) より,

$$N_{\text{electron}} = \frac{\int dt \int_A dS \int R_{\nu}^{all} f_{\nu} d\nu}{\langle \epsilon \rangle}$$
(6.14)

と電子数が求まる.なお,透過率に量子効率がかけ算されているため, $N_{\text{photon}}\eta = N_{\text{electron}}$ より,光子数ではなく電子数が得られる.また,観測では露出時間を変えながら撮像したため,スループットは単位時間あたりで計算している,開口面積は,副鏡と主鏡の口径比が0.39であることから,主鏡の口径をrとすると,

$$\int_{A} dS = \pi r^{2} - \pi (r \times 0.39)^{2}$$
(6.15)

とかける.

手計算での概算による確認

作成した透過率計算プログラムの間違いや、計算ミス等を防ぐために以下の概算による確認を行った。

$$f_{\lambda} \times \langle R \rangle \times A \times w \times \frac{\lambda}{hc}$$
 (6.16)

ここで、 $\langle R \rangle$  は各バンドにおける透過率の平均値であり、透過率をプロットしたデータから目視で得た 値である。また、w は各バンド幅で、 $\lambda$  は各バンドの中心波長である。

 $N_{\text{count}} = N_{\text{electron}}/G$ より,測光で得られたカウント値を電子数に変換して比較した.2つの天体での最良スループット比の平均値を求めた.

バンド	u'	$\operatorname{Rc}$	Ic
スループット比	0.72	0.76	0.82

表 6.5: 概算で求めた最良スループット比

# 6.2 観測・予測スループットの比較結果

 $N_{\text{count}} = N_{\text{electron}}/G$ より,測光で得られたカウント値を電子数に変換して比較した.2つの天体での最良スループット比の平均値を求めた.

バンド	u'	$\operatorname{Rc}$	Ic
最良スループット比	0.70	0.73	0.79

表 6.6: 透過率のグラフを用いて求めたスループット比

観測と理論のスループット比を各バンドごとにわけて書いたものが以下の図である.



図 6.5: 各バンドに対応した最良スループット比

また,スループットを求める際に使用したゲインは,u'バンド:1.58[electron/count],Rcバンド:1.23[electron/count],Icバンド:1.23[electron/count]である.

# 6.3 限界等級

スカイのフラックス  $f_{sky}$ を以下のように求める.ここで,スカイの等級  $m_{sky}[19]$ , Vega のフラックス  $f_{Vega}[20]$ ,測光半径 rを定義する.

$$f_{\rm sky} = 10^{-0.4m_{\rm sky}} \cdot \pi r^2 \cdot f_{\rm Vega} \tag{6.17}$$

次に,スカイのフラックスをスカイの光子数  $N_{\rm sky}$ に変換する.透過率平均値 R,バンド幅 w,中心波長  $\lambda$ ,開口面積 A,スループット比 T,露出時間 tを定義すると, $N_{\rm sky}$ は以下のように表せる.

$$N_{\rm sky} = \frac{R \cdot w \cdot \lambda \cdot A \cdot T \cdot f_{\rm sky} \cdot t}{hc} \tag{6.18}$$

ここで, h はプランク定数, c は光速である.

以上の値を用い,これより限界等級を求める.限界光子数  $N_{\rm lim}$ ,読み出しノイズ  $\sigma_{\rm rd}^2$ ,ダークカウント D を定義すると S/N は以下のように表せる.

$$S/N = \frac{N_{\rm lim} \cdot t}{\sqrt{N_{\rm sky} \cdot t + \frac{\sigma_{\rm rd}^2}{G \cdot \eta} + \frac{D}{G \cdot \eta} \cdot t + N_{\rm lim} \cdot t}}$$
(6.19)

この式から限界光子数 Nlim を求める.

得られた限界光子数から,等級を導出するために限界フラックス flim を求める.

$$f_{\rm lim} = \frac{hc \cdot N_{\rm lim}}{R \cdot w \cdot \lambda \cdot A \cdot T} \tag{6.20}$$

これより,限界等級 $m_{
m lim}$ は

$$m_{\rm lim} - m_{\rm Vega} = -2.5 \log \frac{f_{\rm lim}}{f_{\rm Vega}} \tag{6.21}$$

と求められる.

各バンドの限界等級を以下の表 6.3 に示す.

S/N		5	
<b>露出時間</b> [sec]		600	
測光半径 [arcsec]		1	
バンド	u'	Rc	Ic
<b>中心波</b> 長 [nm]	350	650	800
スカイ等級 [mag/arcsec <sup>2</sup> ][19]	22.0	20.9	19.9
ベガフラックス $[10^{-11}  m ~erg/cm^2/s/\AA][20]$	417.5	217.7	112.6
 限界等級 [ベガ等級]	18.3	19.0	18.3

#### 表 6.7: HinOTORI の限界等級

### 6.4 考察

全バンドともに、観測・予測スループットの比は誤差を考慮に入れても観測した時間によって観測され た光子数はばらついた.

その原因の一つとしてまず、天候の影響が考えられる.以下では定性的に光度の変化と大気の様子をみて みる.BD+284211 と IS Peg それぞれ 2 つの時間帯で撮像したが、各時間とも 2 分ごとの視野方向の全天 画像を対応させて表示した.また、この全天モニタ画像は SMOKA(全天モニタ画像公開システム)[21] を利 用した.ここで,以下のグラフの縦軸の光度は,比だけ分かれば良いので,一般式 m = -2.5logF + C(C は定数)の C(測光原点) を 0 とした等級を用いている.



図 6.6: BD+284211 撮像時光度の時間変化



図 6.7: 21.167 時

図 6.8: 21.200 時

図 6.9: 21.267 時



図 6.10: 21.233 時



図 6.11: BD+284211 撮像時光度の時間変化



図 6.12: 23.433 時



図 6.16: 23.567 時



図 6.13: 23.467 時



図 6.17: 23.600 時



図 6.14: 23.500 時



図 6.15: 23.533 時



図 6.18: IS Peg 撮像時光度の時間変化



図 6.19: 21.000 時



図 6.23: 21.133 時



図 6.20: 21.033 時



図 6.24: 21.167 時



図 6.21: 21.067 時



図 6.22: 21.100 時



図 6.25: IS Peg 撮像時光度の時間変化



```
図 6.26: 23.600 時
```

図 6.27: 23.633 時

図 6.28: 23.667 時

図 6.29: 23.700 時

23時台に顕著に見られる光度の下りがある理由は,高度を変えながら天体を撮像したためである.21時 台は天頂を0度として,77.3度から78.2度,23時台は71.3度から69.5度に変えながら撮像した.21時台 の測定データは雲が多く,採用できないデータであることがわかる.23時のデータは雲がほとんどないた め,有効なデータである.また,一見晴れていても光度はしばしば0.1等ほど変わる.つまり,雲がない 場合にも,10%少なく観測されることがあるということである.また,主鏡・副鏡の汚れによって10%程 度,予測スループットを大きく見積り過ぎている可能性もある.とすると,表6.6より,u',Rc,Ic全 バンドのスループット比(6.13)の最良値は0.7~0.8程度なので,以上を考慮すると光子透過効率はほぼ設 計通りであると思われる.

# 第7章 まとめと今後

# 7.1 CCDの性能評価

CCD の性能評価では,ゲインの測定および読み出しノイズの測定を行った.u'バンド,Rcバンド,Ic バンドのゲインおよび読み出しノイズはそれぞれ以下のように求まった.

	u'	Rc	Ic
ゲイン [electron/count]	$1.58{\pm}0.15$	$1.23{\pm}0.05$	$1.23{\pm}0.05$
読み出しノイズ [count]	$5.06 \pm 0.02$	$6.37\pm0.13$	$7.65\pm0.25$

表 7.1: ゲインおよび読み出しノイズまとめ

1.58±0.15[electron/count], 1.23±0.05[electron/count], 1.23±0.05[electron/count] と求まった.ゲインの誤差は 10%以内であることから, メーカーの測定が信頼できるものであることを確認した.

# 7.2 視野の測定

視野のサイズは  $23.1 \times 23.1 [\operatorname{arcsec}^2]$  と求められた. 仕様で定めた視野サイズ  $24 \times 24 [\operatorname{arcsec}^2]$  と近い値が得られたため, おおむね設計通りであることを確認した.

# 7.3 ハルトマンテスト

ハルトマンテストより, 収差ベクトルの RMS は Rc バンドで 0.40[arcsec], Ic バンドで 0.41[arcsec] と 得られた.RMS は広がりの半径を表すため, Rc バンド, Ic バンドともに直径はおよそ 0.8[arcsec] とな る.CCD のピクセルスケールと比べると約 1.1 倍であり,1 割程度の広がりはあるものの,実際予測され る星像直径は阿里現地のシーイング,エアリーディスク直径を考慮するとおよそ2 ピクセル程度で星像のサ ンプリングをすることになるので,実用上問題のない良好な結像性能であることを確認した.

# 7.4 スループット評価

スループット評価では, 望遠鏡や光学素子, 大気の透過率などを理論的に算出し,以下の値が得られた.

	u'	$\operatorname{Rc}$	Ic
予測スループット	0.08	0.35	0.27
最良スループット比	0.70	0.71	0.79

表 7.2: スループット評価まとめ

ー見晴れていても光度はしばしば 0.1 等ほど変わる.つまり, 雲がない場合にも, 10%少なく光子が観 測されることがあるということである.また, 主鏡・副鏡の汚れによって 10%程度, 予測スループットを 大きく見積り過ぎている可能性もあることから, 表の 7.2 より, u', Rc, Ic 全バンドのスループット比 (6.13)の最良値は 0.7~0.8 程度なので,以上を考慮すると光子透過効率はほぼ設計通りであると思われる. HinOTORIの限界等級は以下のように求められた.

バンド	u'	Rc	Ic
限界等級 [等級]	18.3	19.0	18.3

表 7.3: HinOTORI の限界等級

付録

以下は天文アマチュアのための望遠鏡光学・反射編 吉田正太郎 著 [12] を参考にした.

# ザイデル5収差

収差とは、星がボケたり歪んだりすることを言う。実際の光学系は口径も、光線の傾角もある大きさを 持っていて、近軸光線以外の光線も結像に関わるため、収差が発生する。理論的には $sin\theta = \theta - \frac{\theta^3}{6}$ の範囲 の光線では、5種類の2次収差が発生する。この5つの収差をまとめてザイデル5収差といい、球面収差、 コマ、非点収差、像面の弯曲、像の歪曲の5つが該当する。

### 球面収差

光軸に入射した光束が正確な1点に集まらず、光軸上で星像がボケることを球面収差という。対物鏡や 対物レンズに球面収差があると、視野中心の星像が栗のイガのように放射状にボケる。球面収差が望遠鏡 の分解能を非常に低下させてしまい、低倍率にしか使えないため大口径では役に立たない。



図 7.1: 球面収差

コマ

凹の放物面鏡・球面鏡に、光軸と角 ω だけ傾いている平行光束が入射すると、以下の図のように反射し、 星像がいっぽうに尾を引いてボケる。この収差をコマという。



### 図 7.2: コマ

コマはななめの光束で発生するため、鏡面の形状でなく、絞りをどこに置くかということに関係する。 実際は明るい部分の光がにじみ出ること (イラディエーション) と、光波の回折作用により、以下のように なる。



#### 図 7.3: コマのある星像の理論 (左) と実際 (右)

### 非点収差

非点収差は説明がやっかいなので、はじめに必要な用語を説明する。主光線 AB と光軸 AO をふくむ縦の平面 MM 'をメリディオナル(子午線)平面、主光線 AB をふくんで、メディオナル平面に直角な、横の平面をサジッタル(球欠的)平面という。

cosθ は必ず1より小さいのでサジッタル面内の像距離(鏡面から像までの距離)は

メリディオナル面内の像距離よりも短くなる。サジッタルの方が強い(f が短い)と表現してもよい。球 面の中心角θ(つまりω)が大きくなるほど、メリディオナルとサジッタルの像距離は大きくなる。望遠鏡 の視野周辺部や、広角の星野写真の周辺部などで、鳥が羽をひろげたような形の星像を見かけることがあ るのは非点収差である。非点収差は光束の当たる部分の鏡面の形状が、主光線に対して回転対称でないと きに起こる。

### 像面の弯曲

光学系の定数(各面の曲率半径、面の間隔、絞りの位置、屈折率)を適当に設計すると、非点収差が除 去されて、メディオナルとサジッタルの2枚の像面が一致する。しかし、それは必ずしも平面とは限らな い。これが像面の弯曲である。 像の歪曲

例えば、正しい方眼の物体が、糸巻型の像になったり、たる型になったりする現象。反射望遠鏡で歪曲 をまったくゼロにすることはほとんど不可能だが、反射鏡系の多くは実視界が狭く、たいていは が1°以 内なので歪曲はあまり問題にされない。

謝辞

指導教官の内海先生は HinOTORI の HP に私の卒業論文用のページを作ってくださり, そこに私に合わ せた課題をアップロードしてくださったり, 骨折した体でも私の居室に来てくださって, 分からないところ を丁寧に教えてくださいました.

指導教官の吉田先生も,分からないところをお聞きすると,とても分かりやすく非常に丁寧に教えてく ださいました.メールでも参考資料などを添付していただいたり,題目や要旨の内容も遅くまで一緒に考え て頂きました.

また,研究室の先輩方にもパソコンのハードディスクが壊れたときや,研究室に入ったばかりでわから ないことが多いときなど,頼りにさせて頂きました.

事務の方には卒業論文の事務作業をはじめとして,優しさあふれる雰囲気でいつも和ませていただきました.卒論時期に頂いた甘酒がとても心に沁みました.ありがとうございました.

研究室で共に研究した4年生はみんな頑張り屋で,いつも自身を鼓舞してくれる存在でありました.私 が分からないことがあって困っている時も,一緒になって一生懸命考えてくれました.みんなで研究室で話 したり,遊びに行ったりしたときは本当に楽しく,良い思い出になりました.

岡田さんは,日々の研究でナーバスになった私を常に励ましてくれました.岡田さんなしでは,いまの 最大限の自分の努力を持続させることができなかったと思います.私の体調が悪いときは心配してくれ,で きる限りの気配りをしてくれました.また.岡田さんは面白い性格をしており,たまに出る大胆な芸は大事 に育てていって欲しいと思います.本当に,ありがとう.

大橋さんは,いつも優しくて,私の意味不明なスキンシップを受け止めてくれていました.研究のお部 屋が違っていたので,会いたくて寂しいときは実験室に遊びに行ったり,お昼ごはんを一緒に食べたことが 楽しかったことが思い出されます.

幅田さんは,いつも変なことを言って楽しくさせてくれ,癒してくれました.幅田さんはよく笑うので, それを見るだけで幸せになりました.また,体調の悪いときに卒論の直しをしていて,とても辛かったと き,夜ご飯を買ってきてくれました.研究で悩んでいるときも「大丈夫,大丈夫-。」といっていつも励ま してくれました.

私がこのように卒業論文を完成させることができたのも,周りの皆様の生み出して下さった環境のおか げです.皆様にこの場ではありますが,お礼を述べさせて頂きます.

本当にありがとうございました.

# 関連図書

- [1] http://tamago.mtk.nao.ac.jp/spacetime/aboutGW\_j.html
- [2] Hulse, R. A. and Taylar, J. H., 1974, The Astraphysical Journal Letters, 191, L59
- [3] http://www.gw.hep.osaka-cu.ac.jp/gwastro/
- [4] http://www.nikon.co.jp/profile/technology/field/gw/index.htm
- [5] http://gwcenter. icrr. u-tokyo. ac. jp/plan/aboutu-gw
- [6] http://gwcenter. icrr. u-tokyo. ac. jp/
- [7] http://www.ligo.caltech.edu/
- [8] http://jgem. hiroshima-u. ac. jp/
- [9] http://sasakihome.info/~sasaki/TibetSiteSurvey/SummaryShort/Figures/000\_aSiteSurveySummary/Clear
- [10] http://eventz.asiaa.sinica.edu.tw/meeting/20131014/talk/2013101711\_Talk\_YongqiangYao.pdf
- [11] http://hinotori. hiroshima-u. ac. jp/
- [12] 吉田正太郎,天文アマチュアのための望遠鏡光学・反射編
- [13] Wynne . C . G . 1968 , Astrophysical Journal , 152 , 675
- [14] 家 正則・岩室史英・舞原俊憲・水本好彦・吉田道利, MA シリーズ現代の天文学 宇宙の観測ー光・赤 外天文学
- [15] http://www.asahi-spectra.co.jp/index.htm
- [16] https://www.fukuoka-edu.ac.jp/~kanamitu/fits/fits\_t50/node100.html
- [17] 沖田博文,2009,修士論文
- [18] Utsumi et al. in private communication
- [19] NOAO Newsletter #10, http://www.astronomy.ohio-state.edu/martini/usefuldata.html
- [20] Bessell et al. , 1998 , https://www.astro.umd.edu/ ssm/ASTR620/mags.html
- [21] http://ozskymon.nao.ac.jp/