

HinOTORI 望遠鏡の性能評価と
重力波の可視赤外線追観測システムの試験

広島大学理学部物理科学科
高エネルギー宇宙・可視赤外天文学研究室

B135112 長嶋 大樹

主査：吉田 道利 副査：岡本 宏己

2017年2月10日

概要

HinOTORIとは、日本の重力波電磁波追跡観測網 J-GEM の一端を担い、重力波の光赤外線対応現象を探查することを主目的とした口径 50cm の望遠鏡である。HinOTORI は 2016 年 9 月にチベットに仮設置され、ファーストライトに成功した。今回、私はこの時得られた試験観測データを用いて、HinOTORI のチベット現地での性能評価を行った。その結果、 I_c バンドの限界等級は 120 秒露出で約 19.6 等であることがわかった。これは日本に設置された 1m 望遠鏡に匹敵する値であり、チベットの観測環境の良さを示している。またハルトマンテストでは、ベストフォーカスでの収差量の平均値を表すハルトマン定数は約 0.67 秒角であった。この値は日本での試験結果と誤差の範囲内で一致しており、輸送による大きなダメージは無いことがわかった。

上記に加えて、本学のかなた望遠鏡の重力波追跡観測システムの試験も行った。重力波望遠鏡 LIGO からの試験アラートを用いて、観測からデータ解析までの一連の流れを試験した。その結果、データ解析の際にスカイ、限界等級、導出するラインが未整備であることが判明したため、新たにラインを構築し本観測に向けた準備を行った。

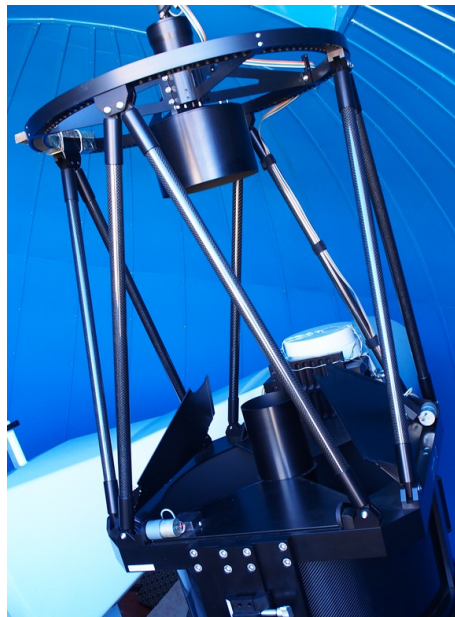


図 1: 現地仮設された HinOTORI[1]

目次

第 1 章	序論	5
1.1	背景	5
1.1.1	重力波	5
1.1.2	J-GEM	6
1.1.3	HinOTORI	8
1.1.4	かなた望遠鏡	8
1.2	本研究の目的	10
第 2 章	現地仮設したチベット望遠鏡 HinOTORI の性能評価	11
2.1	HinOROI の諸元	11
2.1.1	広視野	11
2.1.2	高い解像度	11
2.1.3	リッチークレチアン光学系	12
2.1.4	3色同時撮像光学系	15
2.2	HinOTORI の性能評価	17
2.2.1	星像評価	17
2.2.2	ハルトマンテスト	22
2.2.3	限界等級の算出	26
第 3 章	広島大学かなた望遠鏡における重力波フォローアップ体制の構築	34
3.1	かなた望遠鏡の観測システム	34
3.1.1	フローチャート	34
3.1.2	Listener.py	36
3.1.3	HowPol での重力波フォローアップ	36
3.1.4	HONIR での重力波フォローアップ	39
3.1.5	解析までに必要な処理	41
3.2	重力波フォローアップ観測試験	46
3.2.1	観測	46
3.2.2	解析結果	52
3.3	試験の評価と考察	55
第 4 章	まとめと今後の予定	56
4.1	HinOTORI の性能評価	56
4.2	かなた望遠鏡の重力波フォローアップ試験	57

目次

1	現地仮設された HinOTORI[1]	1
1.1	コンパクト天体同士の連星での時空の歪みのイメージ [2]	5
1.2	数値シミュレーションによる中性子星連星の光度曲線 [11]	6
1.3	世界の重力波望遠鏡 [15]	7
1.4	J-GEM の世界的観測網 [16]	7
1.5	HinOTORI 望遠鏡 [13]	8
1.6	かなた望遠鏡 [18]	9
2.1	カセグレン式反射望遠鏡	12
2.2	リッチークレチアン式望遠鏡	13
2.3	反射望遠鏡における球面収差 [14]	13
2.4	光路長一定を満たすリッチークレチアン光学系	14
2.5	反射望遠鏡におけるコマ収差 [14]	14
2.6	正弦条件を満たす光学系	15
2.7	ダイクロイックミラーを通る光の光路 [13]	16
2.8	焦点位置がベストフォーカスより小さい時の光路	17
2.9	焦点位置がベストフォーカスより大きい時の光路	18
2.10	9つの領域	19
2.11	一つの領域の任意の天体	19
2.12	星像の FWHM と焦点位置の関係	19
2.13	各焦点位置での PSF(カラーは FWHM[pixel] を表す)	20
2.14	$f=3.78$ のときの画像 (CCD カメラ) の各成分と FWHM の関係 (左:x 成分, 右:y 成分)	20
2.15	各領域 (3×3) での平均値をとった二次元ヒストグラム (カラーは FWHM[pixel] を表す)	21
2.16	ハルトマンテストの概念図	22
2.17	撮像されたハルトマン孔	24
2.18	省いたハルトマン孔画像例	25
2.19	焦点面におけるスポットダイアグラム (左:最小 HC, 右:最大 HC)	25
2.20	式 2.12 のグラフ	27
2.21	Landolt 領域の SA107 標準星 [34]	30
2.22	HinOTORI で撮像した SA107 標準星	30
3.1	フローチャートで用いる記号	35
3.2	HowPol での重力波自動観測パイプライン	36

3.3	アラート監視システム	37
3.4	HowPol の重力波観測プログラム	38
3.5	HONIR の重力波観測パイプライン	39
3.6	HONIR の重力波観測プログラム	40
3.7	観測後から解析までの流れ (スカイ引きと WCS 貼り付けの順序は問わない)	41
3.8	赤外線検出器データの一次処理	41
3.9	可視光検出器データの一次処理	42
3.10	赤外線領域で撮像された画像	42
3.11	ディザリング画像を足した画像	43
3.12	スカイの波長依存性 [40]	44
3.13	RADEC 座標画像 [41]	45
3.14	HONIR で撮像した生データ (上段:J バンド、下段:R バンドで左から順 GL045345+633606、GL051910+652812、GL060305+644858)	46
3.15	1 次処理画像 (図 3.14 と同順)	47
3.16	花がらが生じるスカイ	48
3.17	図 3.16 でスカイ引きした画像	48
3.18	左:スカイ, 右:スカイ引きした画像	48
3.19	左:shift した画像, 右:積分した画像	49
3.20	左:スカイ, 右:スカイ引き画像	50
3.21	左:shift した画像, 右:積分した画像	50
3.22	GL051910+652812、GL060305+644858 の積分画像 (上:J バンド, 下:R バンド)	51
3.23	カタログ画像 (左:GL045345+633606, 右:GL051910+652812)	53
3.24	差分画像 (左:GL045345+633606, 右:GL051910+652812)	54
3.25	明るい天体を拡大した画像	54
4.1	9 つの領域それぞれで平均値をとった二次元ヒストグラム (カラーは FWHM を表す)	56

表 目 次

1.1	HinOTORI 立地 [13]	8
1.2	かなた望遠鏡の諸元 [18]	9
1.3	HowPol の諸元 [20]	10
1.4	HONIR の諸元 [20]	10
2.1	各サイトのシーイング [1][21][22][23][12][24]	12
2.2	同時撮像観測装置の仕様と性能 [13]	16
2.3	I _c バンドの CCD カメラの仕様 [14]	16
2.4	I _c バンドにおけるピクセルスケール	23
2.5	先行研究と本研究のハルトマンテストの結果 [14]	25
2.6	ハルトマン定数の 2 倍の値と PSF で求めた FWHM	26
2.7	I _c バンドにおける測光原点	30
2.8	各露出時間でのノイズ	31
2.9	星の各値	31
2.10	HinOTORI 望遠鏡の I _c バンドにおける限界等級	31
2.11	先行研究で算出された読み出しノイズとの比較	32
2.12	日本の他の望遠鏡の限界等級 (上は $SN = 5$ での限界等級, 下は $SN = 10$ での限界等級) [1][35][36]	32
2.13	比較に用いた望遠鏡の口径とシーイング [1][37][23][38]	32
3.1	撮像枚数 [枚](露出時間 [sec])	46
3.2	J バンドの限界等級	52
3.3	R バンドの限界等級	52
4.1	先行研究と本研究のハルトマン定数 [14]	57
4.2	HinOTORI 望遠鏡の I バンドにおける限界等級	57

第1章 序論

1.1 背景

1.1.1 重力波

重力を持つ物質が存在するときそのまわりの時空は歪む。さらにその物質が球対象ではない加速運動をするとき時空の歪みは光速で波動性を持って伝搬する。これを重力波とよぶ。重力相互作用は電磁相互作用の 10^{-39} ほどの強さしかなく非常に弱い。したがって重力相互作用によって生じる重力波は非常に微小である。現在の技術で検出されるほどの強力な重力波放射源になりうるのは、大質量かつ超高密度を持つ中性子星やブラックホールの同士の連星系およびその衝突合体であることがわかっている。

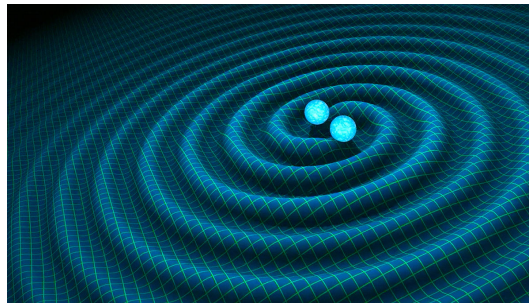


図 1.1: コンパクト天体同士の連星での時空の歪みのイメージ [2]

相対論では、連星が重力波を放出する際にその反作用で連星系が回転エネルギーを失うことで連星の軌道半径が小さくなり、公転周期が短くなることが予想されていた。1974年 R.A.Hulse と J.H.Taylor が中性子星-中性子星連星を発見し5年にわたりこの連星系を観測することで、公転周期の変化を調べた。その結果実際に公転周期が減少していることが確認され、その減少率が一般相対性理論での重力波放出による計算結果と一致することが示された。[3] それ以降も継続的な観測が行われ現在 0.2% の不確かさで一般相対性理論と一致することが確認されている。

一方、2015年9月14日にはアメリカにあるレーザー干渉計型重力波検出器 LIGO によって重力波が直接検出された。[4] この検出は直接的に重力波の存在を説明したものとして大きな注目を集めた。

今現在重力波源からの電磁波対応現象として有力なもの1つがショートガンマ線バーストである。コンパクト星連星が角運動量を失い合体する時、ガンマ線バーストが発生しジェットによる質量放出がおこると考えられている。その中でも中性子星同士の場合、潮汐破壊と衝撃波加熱によって約 0.001-0.01 太陽質量の質量が光速の約 1.2 割程度の速さで放出されることがシミュレーションによって知られている。[5][6] この放出物質の多くは中性子を含んでおり、素早い中性子捕獲現象である r-process が非常に早く進行し、より原子番号の大きい不安定な原子核を持つ放射性元素を生み出す。[7][8][9] この物質が持つ放射性エネルギー

ギーによって電磁波が等方的に放射されると考えられている。

この中性子星合体からの r-process における元素のみで構成される系でのシミュレーションも行われている。[10] 実際の中性子連星合体では図 1.2 のような光度曲線となることが想定されており、これより中性子連星合体から放出される電磁波は以下の特徴を持つと考えられている。

- 起こるタイムスケールは 1 週間程度
- 光度は約 $10^{40} - 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$
- 放射のピークは近赤外線領域

この電磁放射現象は 'kilonova', 'macronova' と呼ばれている。[11]

一方、ブラックホールと中性子星の合体では潮汐破壊のみで物質が放出されるため軌道面上に多くの物質が放出される。そのため中性子連星合体と異なる電磁放射の様子が期待される。

重力波の放射過程は多くの理論やシミュレーションによって研究されているが、それを実証するような観測は、未だになされていない。現在の重力波望遠鏡は位置精度が極めて悪く、重力波観測だけでは一体どんな天体現象と関連しているのかわからない。そのため、重力波発生機構に対するこれまでの理論・シミュレーションは観測的裏付けを得られていないのである。ゆえに、重力波イベントに対して、即時に電磁波追跡観測を行い重力波の発生源を特定することが喫緊の課題となっている。

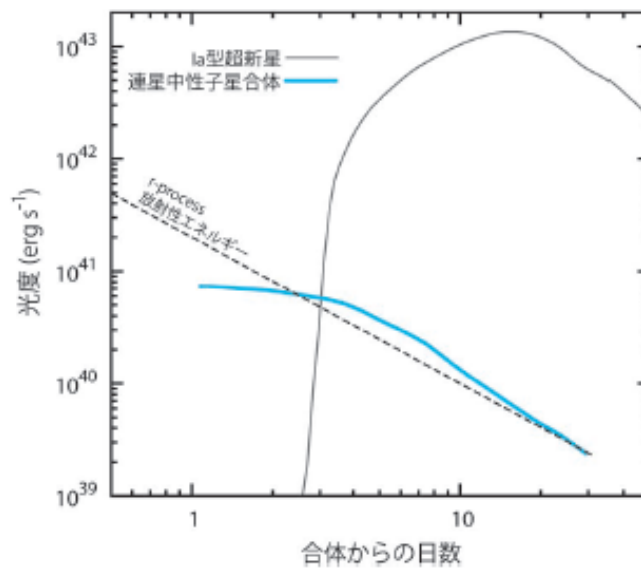


図 1.2: 数値シミュレーションによる中性子星連星の光度曲線 [11]

1.1.2 J-GEM

J-GEM (Japanese collaboration for Gravitational-wave Electro-Magnetic follow-up observation) は日本が組織している重力波の電磁波観測網である。VIRGO, LIGO などの重力波望遠鏡 (図 1.3) は重力波を検出し、それぞれの検出器での到達時間の差から重力波源の方向、距離を決定する。しかし位置精度は悪く、

たとえば GW150914 の場合、約 600 平方度と大変大きいものであった。[4] 先に挙げた 2 つの重力波望遠鏡に加えて、これから稼働する KAGRA や Advanced Virgo が加われば位置決定精度は 10 平方度と改善される。[11] これでもまだ 1 つの可視赤外線望遠鏡の視野がほしい 0.01-1 平方度というのを考えると、大変広い領域である。そこでこの広い領域を世界各地に拠点を持つ日本の研究機関が協力して、それぞれが所有する世界にある望遠鏡を用いることで領域を網羅し、重力波源を特定する。さらには多波長、多モード観測を行うことによって電磁波領域での放射メカニズムを明らかにすることが J-GEM の目的である。図 1.3 に世界の重力波望遠鏡を示す。図 1.4 に J-GEM の概要を示した。

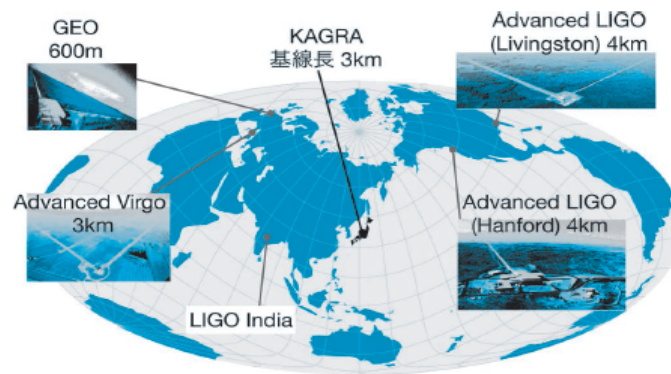


図 1.3: 世界の重力波望遠鏡 [15]

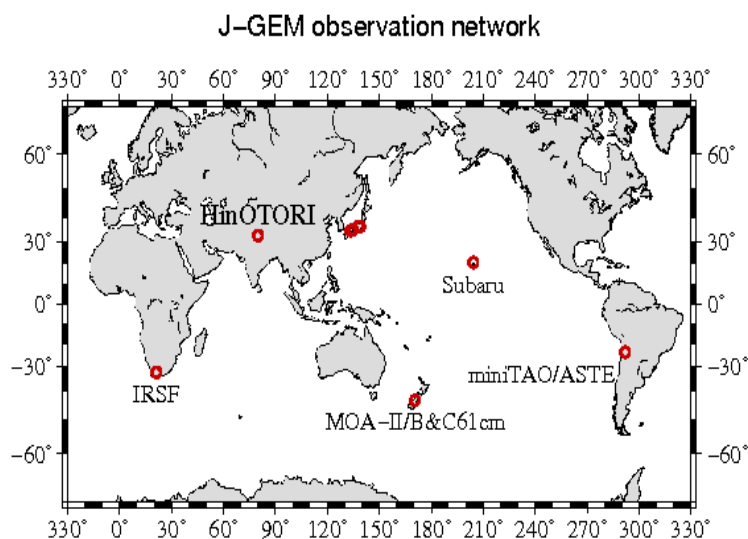


図 1.4: J-GEM の世界的観測網 [16]

1.1.3 HinOTORI

J-GEMの重力波可視赤外対応天体の観測網で、西アジアから東アジアにかけての領域で観測の空白地帯となっていた。そこでその空白地帯を埋めるべく、広島大学が中国国家天文台と協力して中央アジアに位置する中国のチベット自治区の阿里地区(表 1.1)に 50cm 望遠鏡を設置するためのプロジェクトを立ち上げた。これが HinOTORI(Hiroshima University Operated Tibet Optical Robotic Imager) プロジェクトである。阿里地区を選んだ理由は、良好なシーイング、高い晴天率、少ない光害と観測する上で好条件であるからである。[12]

緯度	経度	高度
北緯 32 度	東経 80 度	5130m

表 1.1: HinOTORI 立地 [13]

その HinOTORI プロジェクトの望遠鏡や観測装置は 2016 年初頭に日本から阿里地区に輸送、2016 年 9 月に望遠鏡を現地仮設しファーストライトを迎えている。望遠鏡の性能について 2014 年に瀧本氏が東広島天文台にて行なっている [14] が、今回は実際に現地仮設された望遠鏡の観測データから性能評価を行った。HinOTORI の性能や仕様については第 2 章で明示する。

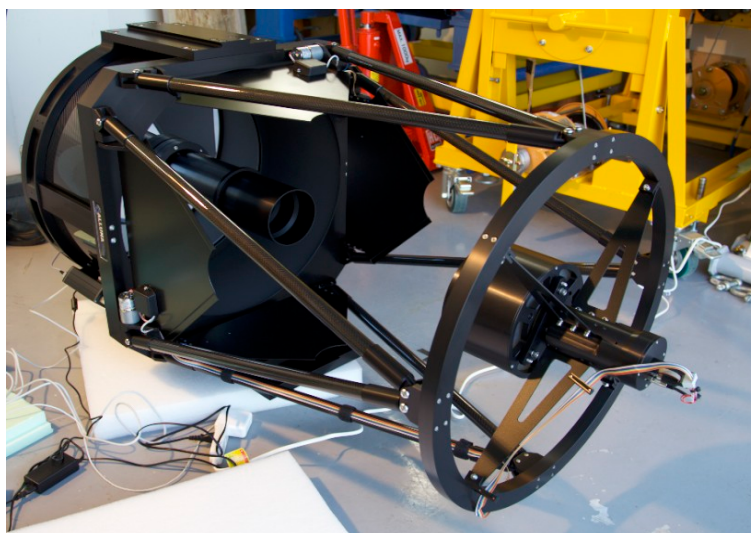


図 1.5: HinOTORI 望遠鏡 [13]

1.1.4 かなた望遠鏡

かなた望遠鏡は広島大学宇宙科学センター所有の東広島天文台にあり、広島大学から車で 20 分と容易にアクセスができほぼ毎日観測が行われている。望遠鏡の主鏡の口径は 1.5m と国内最大級の大きさである。また駆動性能は方位速度 5 度/s、高度速度 2 度/s と 1.5m 級の望遠鏡としては世界最大レベルの駆動速度をもち、ガンマ線バースト (GRB)、超新星爆発、活動銀河核などの高エネルギー突発天体の観測に特化して

いる。[17] かなた望遠鏡も HinOTORI 望遠鏡と同様に J-GEM の一端を担っている。かなた望遠鏡の仕様を以下の表 1.2 に示す。

光学系	リッチークレチアン系
主鏡の口径	1500mm
主鏡材	ULE ガラス
合成 F 値と焦点距離 f	F/12/2 f=18,300mm
視野	直径 15 分角 (=0.25 度)
総重量	約 17 トン
搭載可能重量	カセグレン焦点 500kg ナスミス焦点 1000kg

表 1.2: かなた望遠鏡の諸元 [18]

現在かなた望遠鏡には 2 種類の観測装置が取り付けられており、カセグレン焦点には HONIR(Hiroshima Optical and Near Infra Red), ナスミス焦点には HowPol(Hiroshima One Wide-field Polarimeter) という撮像器がそれぞれ取り付けられている。

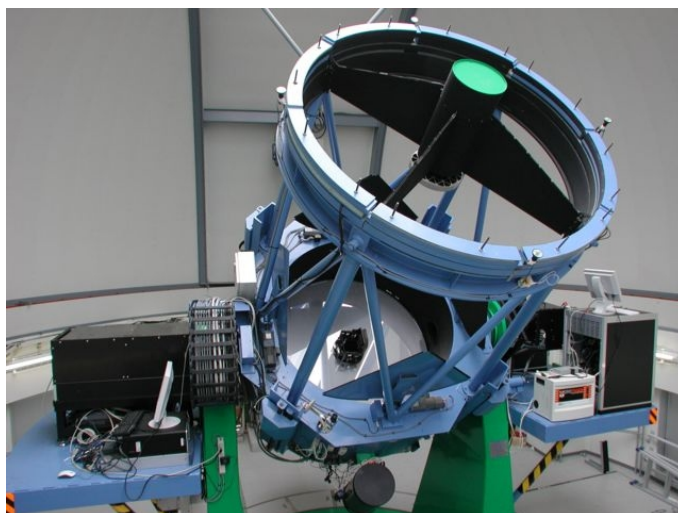


図 1.6: かなた望遠鏡 [18]

HowPol

HowPol とは一露出型広視野偏光撮像装置のことで、一度の露出で直線偏光パラメタを導出することができる偏光計を備えている広視野カメラである。撮像モードとして広視野撮像、偏光撮像 (広視野型、狭視野)、偏光撮像、偏光分光撮像の 4 つのモードで撮像できる。ほか HowPol のいくつかの諸元は表 1.3 に示す。[19]

撮像モード	視野
広視野撮像	15 ϕ '
偏光撮像 (広視野)	7'×7'
" (狭視野)	15'×1'
偏光分光撮像	2.3"×15'
フィルター	B,V,R,I,z',H α バンド
pixel スケール	0.294 秒/pix

表 1.3: HowPol の諸元 [20]

HONIR

HONIR とは可視赤外同時撮像装置のことである。この装置は広島大学から 2006 年より開発が行われている。2017 年現在では可視検出器 (完全空乏層型 CCD) を 1 つ、近赤外線検出器 (Virgo-2k) を 1 つ搭載しておりダイクロイックミラーを用いることで 2 バンドでの同時撮像が可能である。

視野	10'×10'
フィルター	バンド
可視光	Y,J,H,Ks
赤外線	B,V,R,I,Y
pixel スケール (可視、赤外)	0.294 秒/pix

表 1.4: HONIR の諸元 [20]

1.2 本研究の目的

本研究では HinOTORI のファーストライトの際に得られた可視領域 (I バンド) の観測データを元に限界等級を求めることによってチベット阿里地区の観測環境を評価した。また星像の評価、ハルトマンテストの光学的評価も行った。これらの結果と先行研究 [14] の結果を比較することによって日本からチベットへの輸送の際に望遠鏡に問題が生じてないかを検証した。

また本大学が所有するもうひとつの望遠鏡、かなた望遠鏡も J-GEM の一端を担っている。このため、かなた望遠鏡にも重力波アラートの即時追跡システムが組み込まれている。本給ではそのシステムの動作の確認と整備を行った。動作確認のためには実際に重力波望遠鏡 LIGO から発信されたテストアラートを用いて、実践的な追跡観測試験を行った。そこで判明したシステムの問題点、改善点など今後アップデートすべき点をリストアップし、その改善を試みた。

第2章 現地仮設したチベット望遠鏡 HinOTORI の性能評価

チベットに現地仮設された HinOTORI 望遠鏡の I_c バンドの観測データを用いて PSF、ハルトマン定数、限界等級を調べることによって光学的性能の評価を行った。

2.1 HinOTORI の諸元

この節では HinOTORI の諸元について述べる。HinOTORI 望遠鏡は主に 4 つの特徴を持っている。

- 広視野
- 高い解像度
- リッチークレチアン光学系
- 3 色同時撮像

2.1.1 広視野

重力波望遠鏡による位置精度は決して良いとは言えず、重力波天体の性質上即時の追観測が必要になる。したがって重力波天体を観測する望遠鏡は広視野である必要があり、重力波天体を観測するという目的の上で HinOTORI はこのリクエストに応えるべきである。単純に視野を大きくするためであれば観測装置の受光面を大きくし、ケラレを最低限なくせばよい。しかし、実際の光学系には収差が生じてしまい、本来点であるべき天体の画像にボケや歪みが生じる。収差とはレンズ、鏡を介して結像する際に生じる像のボケや歪みになる要素のことである。星像に大きな影響を及ぼす 3 次の収差としてザイデル収差と呼ばれてる 5 つの収差が知られているが、このうち球面収差とコマ収差が望遠鏡の視野をに影響しており、望遠鏡の視野の大きさを大きく制限する。HinOTORI 望遠鏡ではこの球面収差とコマ収差をリッチークレチアン光学系を取ることによって除去し広視野を可能にしている。リッチークレチアン光学系が収差を除去する理由については後の節で示す。

2.1.2 高い解像度

望遠鏡を設置したチベットの阿里地区は、2007 年より国立天文台佐々木敏由紀氏を中心とした中国・日本共同グループで行なっているチベットのサイト調査から、良好なシーイングを有していることが期待されている。[12] シーイングとは望遠鏡で観測した時の天体のゆらぎの程度であり、大気ゆらぎによる屈折率の

変化に起因している。シーイングは定量的に天体の星像輝度分布の FWHM(Full Width at Half Maximum; 半値全幅) で表され、この値が小さければシーイングは良く、大きければ悪い。設置したチベット阿里地区でのシーイングは 0.82 秒角程度 [12] である。各地のシーイングを表 2.1 に示した。

観測地点	シーイング [arcsec]
東広島天文台	1.27±0.12
岡山天体物理観測所	1.2±0.2
東京大学木曽観測所	2.3~3.2
すばる望遠鏡 (ハワイ)	0.6
南極	0.27
阿里	0.82

表 2.1: 各サイトのシーイング [1][21][22][23][12][24]

表 2.1 を見てわかるように、阿里のシーイングは日本国内のシーイングよりよく、すばる望遠鏡のあるマウナケア山に匹敵するシーイングの良さだとわかる。

またシーイングの良さは星像の広がり (FWHM) がシャープになるだけでなく、信号対雑音比 (signal-to-noise-ratio; SN 比) の向上につながる。ここでいう SN 比とは天体のカウントの積分値を Signal、天体の上に乗るバックグラウンド起因のノイズを Noise としこれらの比のことをいう。シーイングが良くなることで小さい領域に光を集光することができる。このため、星のアパーチャー径 (2.2.3 節にて説明) を小さく取ることができ、測光時に Noise を小さくすることができる。すなわち、SN 比が大きくなりより暗い天体を観測することができるようになる

2.1.3 リッチークレチアン光学系

HinOTORI はカセグレン式の望遠鏡であり、リッチークレチアン光学系をとっている。カセグレン式望遠鏡とは天体からの入射した光を主鏡の凹面で反射しを副鏡の凸面で拡大反射し主鏡の背後の観測装置に入射させる望遠鏡のことである。鏡筒内部で光が折り返す経路をとるため鏡筒の長さ以上の焦点距離を取ることができ、比較的小さいドーム設計にすることができるメリットがある。一般的にいうカセグレン式の望遠鏡は主鏡には放物面、副鏡には双曲面である。(図 2.1)

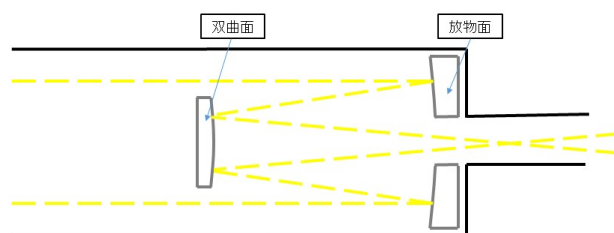


図 2.1: カセグレン式反射望遠鏡

HinOTORI 望遠鏡では主鏡、副鏡ともに双曲面に近い高次非球面としたカセグレン式望遠鏡の中のリッケーレチアン光学系 (図 2.2) をとっている。というのもリッケーレチアン光学系は反射望遠鏡の欠点である球面収差、コマ収差を取り除くことができ広視野が望めるからである。最近ではリッケーレチアン系が採用されている望遠鏡が多く、日本がもつ最大の望遠鏡であるすばる望遠鏡も採用している。[26]

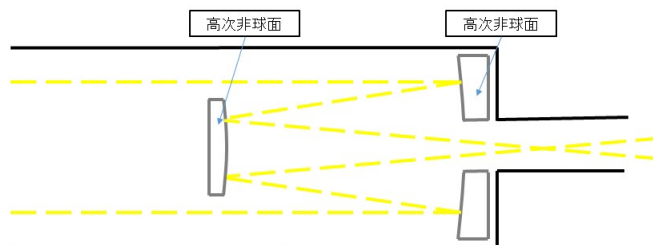


図 2.2: リッケーレチアン式望遠鏡

以下球面収差とコマ収差についてとそれらを取り除く原理を瀧本卒論 [14] を参考に説明する。

球面収差

主鏡、副鏡の中心側と外側の焦点距離の違いによって光束が一点に集中せず光軸上で像がボケる収差のことを球面収差 (図 2.3) という。球面収差は像のボケを作りシーイングを悪くする。これを除去するためには各光線が一定になる光路長一定の原理を満たす必要がある。

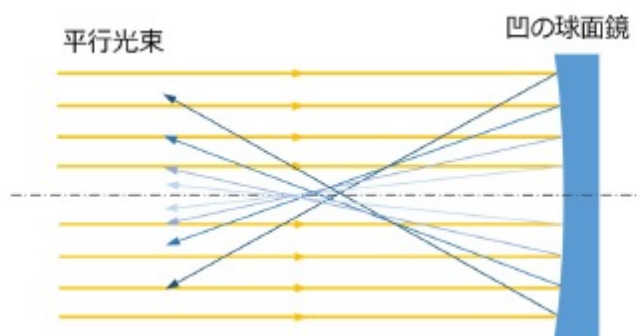


図 2.3: 反射望遠鏡における球面収差 [14]

図 2.4 はリッケーレチアン系における各光線の光路を表している。今、副鏡から主鏡への方向とは逆向きの位置にある光軸に垂直な任意の面を面 O とする。光路の面 O から主鏡面または主鏡面が描く延長面 A までの距離を OA とし、面 A から副鏡面または副鏡面が描く延長面 B までの距離を AB とし、面 B から焦点 F までの距離を BF とする。リッケーレチアン光学系では面 O を通る任意の光線が $OA+AB+BF$ が一定になるような非高次球面をもっているため、球面収差を取り除くことができる。

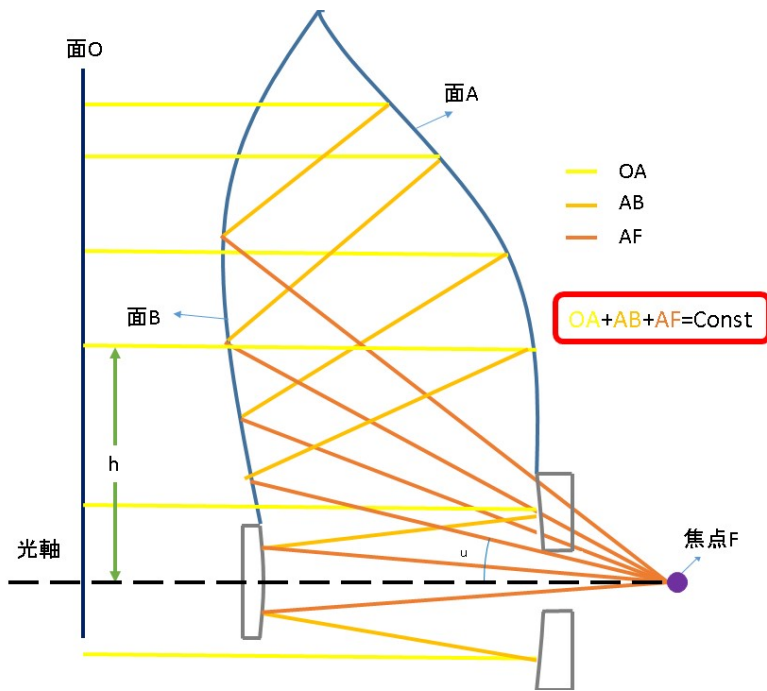


図 2.4: 光路長一定を満たすリッチークレチアン光学系

コマ収差

光軸に対して平行ではない角度のある光が入射する時、焦点面において光が一点に収束しない。これによって生じるボケをコマ収差 (図 2.5) といい、一方に尾を引いた彗星のような像になる。

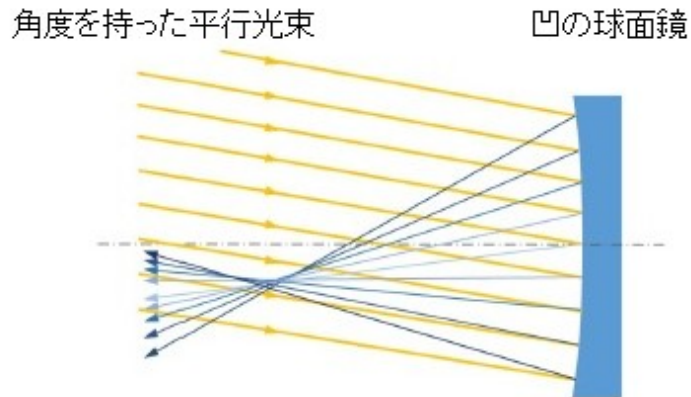


図 2.5: 反射望遠鏡におけるコマ収差 [14]

これを除去するには、物体と像の大きさの比が一定になる必要があり、これは正弦条件を満たすことと同じである。正弦条件は式 2.1 で表すことができる。

$$\frac{h}{\sin u} - f = 0 \tag{2.1}$$

$$\left(h : \text{入射高}, f : \text{焦点距離}, u : \text{光軸と光線がなす角 (集散角)} \right)$$

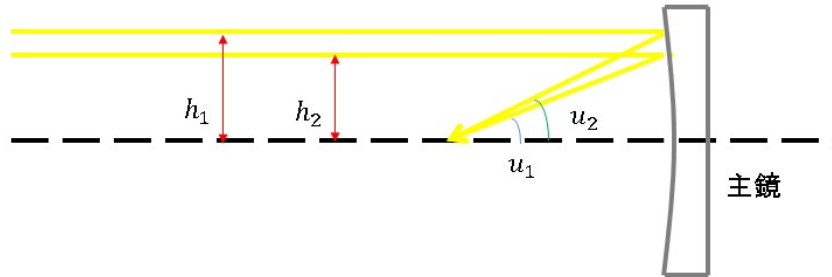


図 2.6: 正弦条件を満たす光学系

図 2.5 に正弦条件を満たす例を示している。ここに示している 2 本の光線以外の無数のすべての光線が式 2.1 を満たせばよい。そこでリッチークレチアン光学系はこれらを満たすパラメタの高次非球面持っているためコマ収差を除去することができる。

非点収差・像面歪曲・歪曲収差

RC 系では球面収差、コマ収差は取り除かれるが、それ以外の収差である非点収差、像面歪曲、歪曲収差、色収差が残る。これら RC 系で取り除くことができない残収差を補正レンズなどによって取り除く系を補正光学系とよぶ。HinOTORI 望遠鏡では Wynne(1968)[27] の補正光学系をとっており、広波長域での広視野化を実現している。

2.1.4 3 色同時撮像光学系

HinOTORI は u', R_c, I_c の 3 バンドでの同時撮像が可能である。これはダイクロイックミラーを用いることによって実現している。ダイクロイックミラーとは鏡面に張る干渉膜の層の調節によって特定の波長の光を透過させ、それ以外の波長の光を反射させる光学素子である。望遠鏡で集光された光はダイクロイックミラーによってそれぞれ近赤外線領域 (R_c バンド)、可視光領域 (I_c バンド)、紫外線領域 (u' バンド) の光にわけられ、各観測装置へと進む。

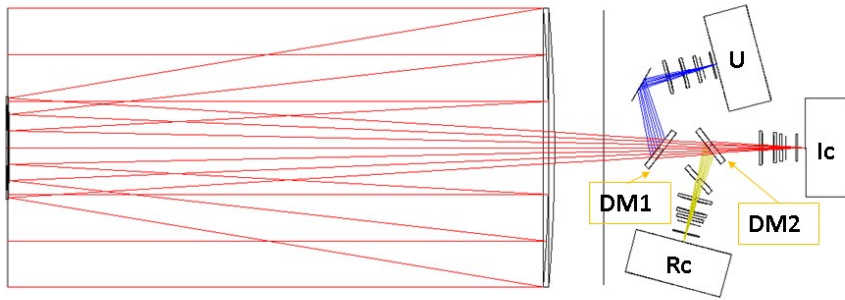


図 2.7: ダイクロイックミラーを通る光の光路 [13]

望遠鏡から入射する光が1番目に通るダイクロイックミラーをDM1,2番目に通るダイクロイックミラーをDM2とすると、DM1では u' バンドのみ反射し、 R_c バンドと I_c バンドを透過させる。次にDM2では R_c バンドを反射し、 I_c バンドを透過させる。また同時撮像の光学系の諸元と今回の研究で用いた I_c バンドのCCDカメラの諸元を表2.2,表2.3に示す

視野	約 $24 \times 24 [\text{arcmin}^2]$
ピクセルサイズ	$13.5 \mu\text{m}$
バンド	u', R_c, I_c
補正レンズ材質	溶融シリカ
合成f値	4,250mm
ピクセルスケール	0.68arcsec

表 2.2: 同時撮像観測装置の仕様と性能 [13]

ゲイン	$1.2 [\text{electron/count}]$
読み出しノイズ	$6.76 [\text{count}]$
ダーク	$0.07 [\text{count/sec}]$
暗電流	$0.08 [\text{electron/pixel/sec}]$

表 2.3: I_c バンドの CCD カメラの仕様 [14]

2.2 HinOTORIの性能評価

2016年9月8日、9日中国チベットの阿里にHinOTORIを仮設置して試験観測を行った。このときに得た I_c バンドのデータを用いて以下の性能評価を行った。

2.2.1 星像評価

HinOTORIで同じ領域のいろいろな焦点位置で撮像された22枚画像を用いて星像のPSF(後述)をFWHMで特徴づけた。その際に最も収差の影響が小さい焦点位置、すなわちベストフォーカスを定めた。ベストフォーカスでのPSF分布(二次元ヒストグラム)を作成し、輸送の際に光学系に問題が生じていないか確認した。

星像評価における予備知識

PSF(Point Spread Function)

一般的に望遠鏡で観測される像は式2.2で表すことができる。

$$i(x, y) = o(x, y) * h(x, y) + n(x, y) \quad (2.2)$$

*は畳み込み積分(コンボリューション)を表す。 $o(x, y)$ は物体の本来の強度分布、 $n(x, y)$ はノイズの強度分布を表しており、 $h(x, y)$ のことをPSF(Point Spread Function; 点拡がり関数)とよぶ。地上からの観測の場合、結像性能だけでなく大気ゆらぎによる劣化も表す。よって観測される像は天体本来の像にPSF、ノイズによる影響を受けた像になる。[29]

焦点位置と星像のFWHMの関係

焦点位置とは光軸に非常に近いすれすれの光線がレンズ通過後に光軸と交わる位置のことをいい、また星像のFWHMが最も小さい像を作る時の焦点位置をベストフォーカスとよぶ。[28]ベストフォーカスより小さい場合、大きい場合の入射する光の光路を図2.8,2.9に示す。

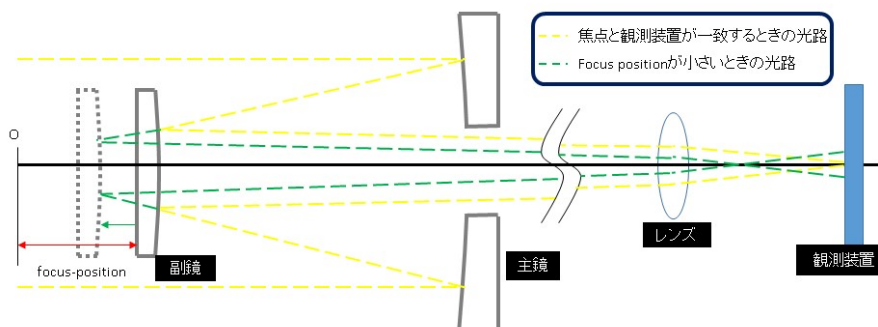


図 2.8: 焦点位置がベストフォーカスより小さい時の光路

焦点位置がベストフォーカスより小さい場合、観測装置に到達する光束はベストフォーカス時の星像よ

り大きくなり、焦点位置が小さくなればなるほど星像の広がり (FWHM) は大きくなることが図 2.8 よりわかる。

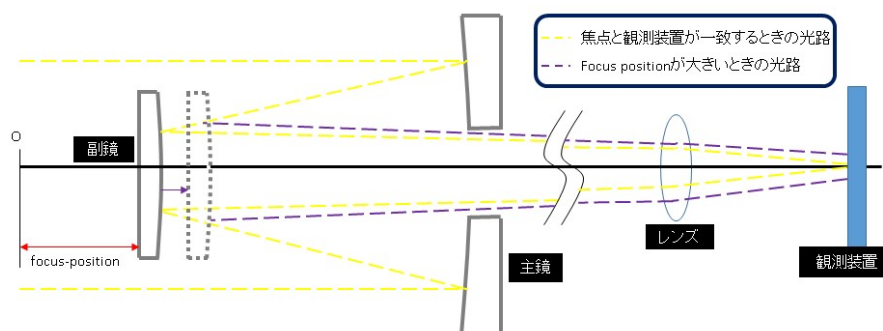


図 2.9: 焦点位置がベストフォーカスより大きい時の光路

また焦点位置がベストフォーカスより大きい場合も同様に、焦点位置が大きくなればなるほど星像が大きくなることが図 2.9 よりわかる。これより焦点位置とベストフォーカスからの距離が大きくなればなるほど、FWHM は大きくなる傾向がわかる。

解析方法

1. ある任意に選んだ 1 つの天体を画像解析ソフト IRAF(付録参照) の imexam を用いて複数枚の画像で測光し横軸焦点位置 [mm]、縦軸 FWHM[pixel] の点をプロットする。
2. プロット点を二次関数 $y = a(x - b)^2 + c$ でフィッティングして、極値をもとめることでベストフォーカスを決定する。
3. ベストフォーカスに最も近く FWHM が小さい 4 枚の画像を imexam で測光し PSF を FWHM で特徴づける。測光は 1 枚の画像を 3×3 の領域 (図 2.10) にわけ、各領域で任意の 11 天体で行い (図 2.11)、FWHM で特徴付けた PSF の二次元ヒストグラムを作成する。

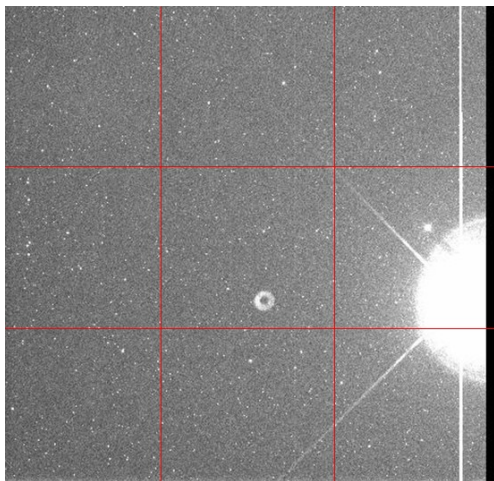


図 2.10: 9つの領域

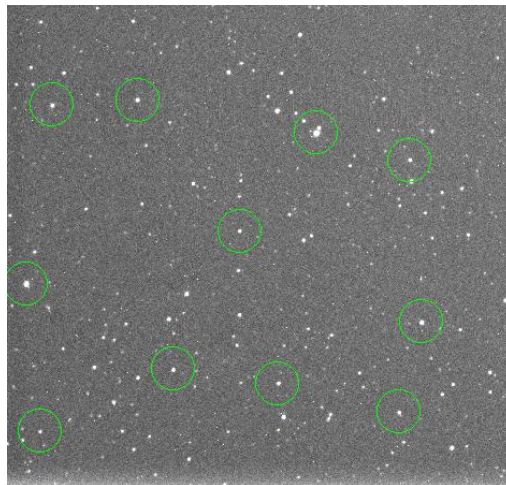


図 2.11: 一つの領域の任意の天体

解析結果

今回焦点位置 11 パターン * 2 枚計 22 枚の画像より、星像の FWHM と焦点位置の関係を二次関数でフィッティングした。

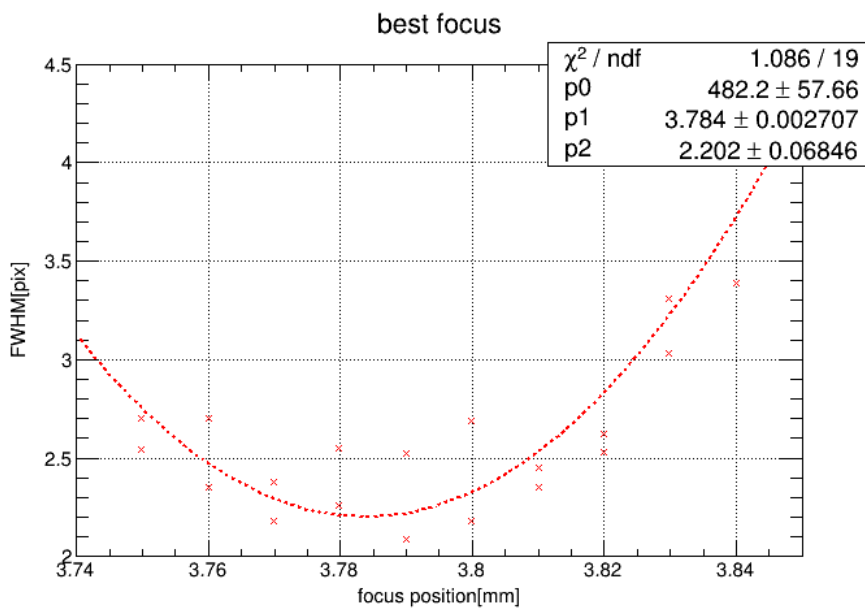


図 2.12: 星像の FWHM と焦点位置の関係

プロットの際、同じ焦点位置で 2 つの FWHM が見受けられるが、これは時間変動によってシーイングが変わっているため 1 つの値に一致しない。今回二次関数でフィッティングした焦点位置と FWHM の関係は以下の式で書ける。

$$y = 482.2(x - 3.784)^2 + 2.202 \quad (2.3)$$

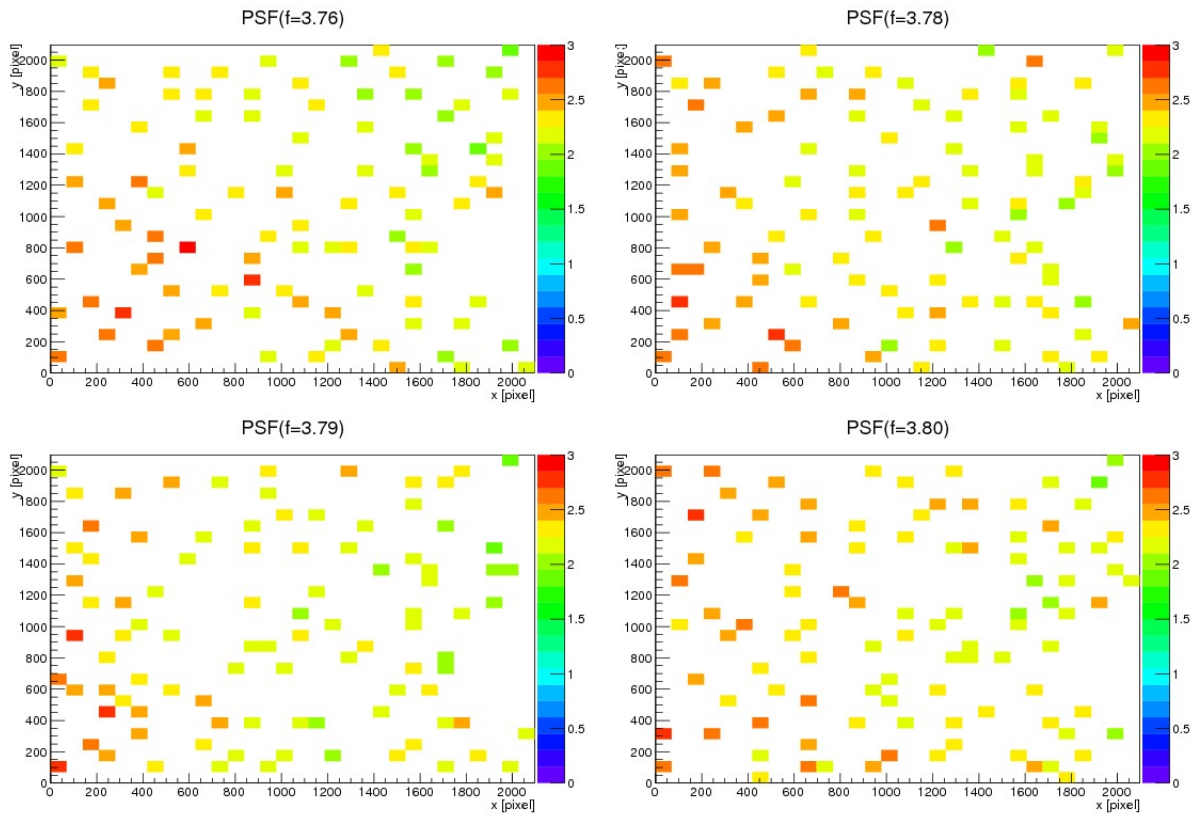


図 2.13: 各焦点位置での PSF(カラーは FWHM[pixel] を表す)

極値は 3.784[mm] であり、HinOTORI 望遠鏡におけるベストフォーカスは 3.784[mm] であることがわかった。

次に 22 枚ある画像の中でベストフォーカスに最も近いものから 4 番目に近いものまで (焦点位置=3.76, 3.78, 3.79, 3.80) の画像の PSF を図 2.13 にて 2 次元ヒストグラムを作成した。また図 2.14 には $f=3.78$ の画像における各成分 (x,y) と FWHM[pixel] の関係をプロットしたものを示す。

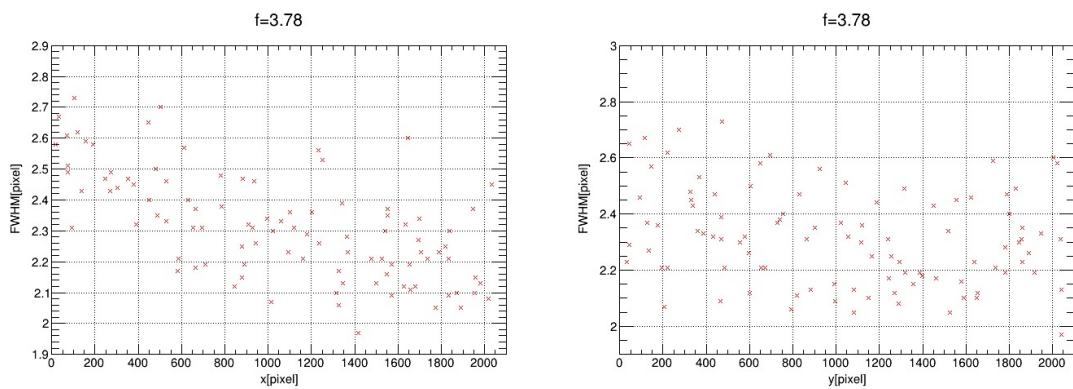


図 2.14: $f=3.78$ のときの画像 (CCD カメラ) の各成分と FWHM の関係 (左:x 成分, 右:y 成分)

考察

前頁で述べたように HinOTORI では設計上、ザイデル収差のうち球面収差とコマ収差、色収差をリッチークレチアン系と補正光学系で大きく取り除いている。このため、理想的に光学系が組み上げられている場合、星像の大きさは収差に依らないはずである。しかし図 2.13 の 4 つそれぞれの $x \sim 700$ [pixel] より小さい領域で、星像が大きく見える。実際に図 2.14 で y 成分では FWHM はほぼ一定とみなせるが、 x 成分では $x \sim 700$ 以下にて x 成分の依存性があるように見える。そこで、図 2.13 のそれぞれで 3×3 の領域の各領域で FWHM の平均を取り、二次元ヒストグラムを作成した。(図 2.15)

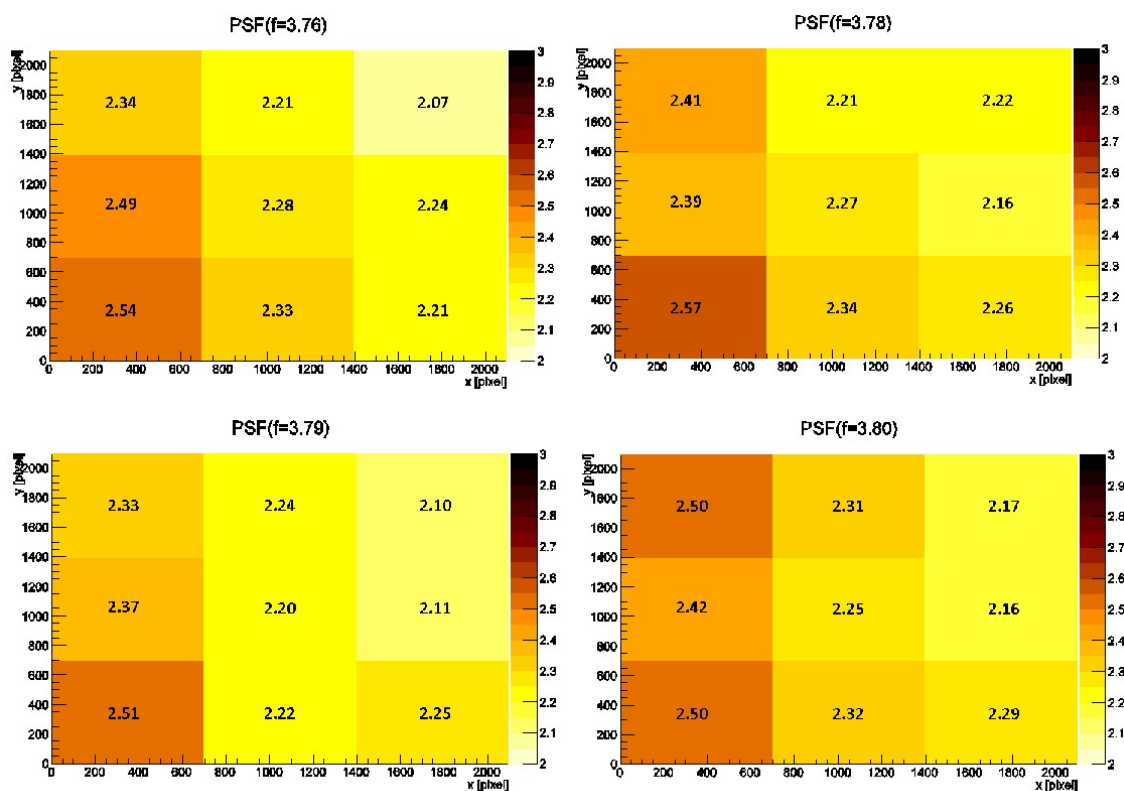


図 2.15: 各領域 (3×3) での平均値をとった二次元ヒストグラム (カラーは FWHM [pixel] を表す)

図 2.15 を見てわかるように、実際に $x \sim 700$ 以下では他の領域と比べ FWHM の値が大きくなっていることがわかる。そこで FWHM が $x \sim 700$ 以下でなぜ大きくなるか考察した。

最初に望遠鏡以前の原因について考えられる。スカイノイズが 1 つの原因として考える。スカイのノイズがカウントに乗り FWHM に影響を与える可能性がある。しかし今回用いたデータの露出時間は 5 秒であり、それぞれが違う時刻にとった画像である。スカイは時間変動し、その度各ピクセルで値が変わるので $x \sim 700$ 以下だけに各時間で同じスカイになったとは考えにくい。

次に望遠鏡の光学系に原因があることが考えられる。まず 1 つの原因として、設置された CCD カメラが傾いていることが考えられる。CCD が傾いている場合、像がある方向に大きく伸びるはずであるが、画像を見る限りではそのような伸びはなかった。そのため傾いている可能性は考えにくい。

上記より望遠鏡内の主鏡副鏡から CCD カメラまでに到達するまでの光学系の間にあるレンズ等に原因が

あることが推測できる。またこの結果は先行研究 [14] のハルトマンテスト (後述) の結果による考察と一致し、今回阿里という良好な観測環境のサイトで試験した結果、光学系の問題がより一層明確になったといえる。そこでより詳細な原因の解明が急務になるが、現在手持ちのデータでは具体的に原因を特定することは困難である。したがって、これ以上の考察はしないこととする。

2.2.2 ハルトマンテスト

通常の反射望遠鏡の光学系では主鏡や副鏡を介することによって収差が生じる。本研究では収差を望遠鏡の結像性能の評価方法の一つであるハルトマンテストで評価した。

ハルトマンテストとは、いくつかの小孔 (ハルトマン孔) を開けた板 (ハルトマン板) を鏡筒の先端に装着した状態で焦点位置を変えることで焦点より外側と内側の画像を撮像して試験する方法である。ここで焦点より内側に写った像のことを焦点内像、外側に写った像のことを焦点外像とよぶことにする。得られた2つの画像にはそれぞれハルトマン孔が写っており、焦点内像の孔と焦点外像の孔をそれぞれ対応付けることによって各光線の方程式を求めることができる。方程式より焦点面の位置を求めることができ、焦点面で収束する像の大きさを計算する。この焦点面の像の大きさをハルトマン定数とよび、望遠鏡の結像性能を示す指標である。

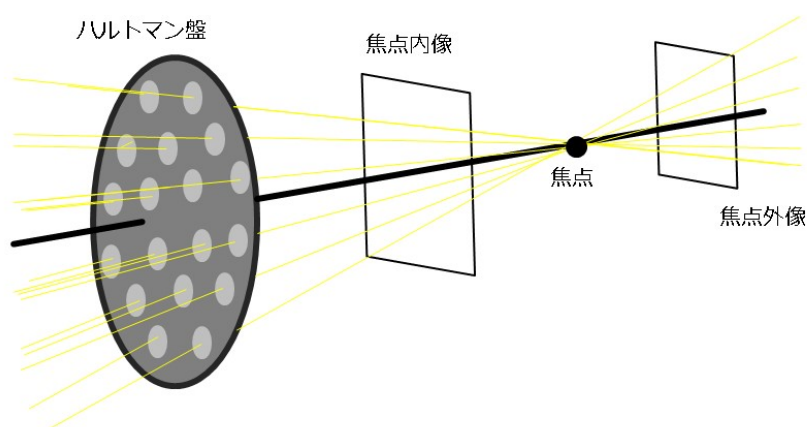


図 2.16: ハルトマンテストの概念図

ハルトマンテストにおける予備知識

ハルトマン定数 HC の導出

以下のようにして、ハルトマン定数を導出する。またこの計算方法は沖田修論 [22] を参考にしている。焦点より内側の画像に写った n 個のハルトマン孔の CCD カメラの座標をそれぞれ x_{in-j}, y_{in-j} ($j=1\sim n$) とするとハルトマン孔の重心 (x_{in}, y_{in}) は

$$(x_{in}, y_{in}) = \left(\frac{1}{N} \sum x_{in-j}, \frac{1}{N} \sum y_{in-j} \right) \quad (2.4)$$

と書くことができ、これは光軸の位置を表す。次に後の計算を簡単にするため式 2.4 を重心とした重心系でハルトマン孔の座標を変換した (x'_{in-j}, y'_{in-j}) は式 2.5 で表される。

$$(x'_{in-j}, y'_{in-j}) = (x_{in-j} - x_{in}, y_{in-j} - y_{in}) \quad (2.5)$$

同様に、焦点より外側に写ったハルトマン孔の重心座標 (x'_{out-j}, y'_{out-j}) を求めることができる。

$$(x'_{out-j}, y'_{out-j}) = (x_{out-j} - x_{out}, y_{out-j} - y_{out}) \quad (2.6)$$

$$\left(x_{out-j}, y_{out-j} : \text{焦点外像の CCD カメラの座標} \mid x_{out}, y_{out} : \text{焦点外像のハルトマン孔の重心} \right)$$

次に焦点内像の重心 (x_{in}, y_{in}) と焦点外像の重心 (x_{out}, y_{out}) を結んだ光軸を z 軸とし、また焦点内像がある面を $z=0$ 、焦点外像がある面を $z=1$ とすると、 $0 \leq z \leq 1$ の範囲で満たす光線の方程式が式 2.7 で書ける。

$$\begin{aligned} x_j &= (x'_{out-j} - x'_{in-j})z + x'_{in-j} \\ y_j &= (y'_{out-j} - y'_{in-j})z + y'_{in-j} \end{aligned} \quad (2.7)$$

これは像面 z における N 個のスポットの位置であり、これをプロットしたものをスポットダイアグラムと呼ぶ。よってある z における xy 平面上の光軸から光線 i までの距離 r_j は 2.8 で書け、

$$r_j = \sqrt{x_j^2 + y_j^2} \quad (2.8)$$

この総和を z で微分したものが 0 のとき、スポットダイアグラムは最も小さくなる。このときの像を最小錯乱像とよび、最小錯乱像をつくる z のことを焦点面とよぶ。よって焦点面 z_{min} は

$$z_{min} = - \frac{\sum \{(x'_{out-j} - x'_{in-j})x'_{in-j} + (y'_{out-j} - y'_{in-j})y'_{in-j}\}}{\sum \{(x'_{out-j} - x'_{in-j})^2 + (y'_{out-j} - y'_{in-j})^2\}} \quad (2.9)$$

と書くことができる。そこで焦点面 z_{min} における光線 i の光軸からのズレを特に $\delta x_j, \delta y_j$ とすると式 2.10 で表される。

$$\begin{aligned} \delta x_j &= (x'_{out-j} - x'_{in-j})z_{min} + x'_{in-j} \\ \delta y_j &= (y'_{out-j} - y'_{in-j})z_{min} + y'_{in-j} \end{aligned} \quad (2.10)$$

これらを x 成分, y 成分にとったベクトルを収差ベクトルとよぶ。この収差ベクトルの大きさの平均値がハルトマン定数 HC (Hartmann Constant) であり、以下のように書ける。

$$HC = \frac{1}{N} \sum \left(\sqrt{\delta x_j^2 + \delta y_j^2} \right) \quad (2.11)$$

ここで求めたハルトマン定数は単位が [pixel] であるので、角度単位 [arcsec] に変換する。ピクセルスケールは表 2.4 に示している。

バンド	ピクセルスケール [arcsec/pixel]
I_c	0.68

表 2.4: I_c バンドにおけるピクセルスケール

ハルトマン板を装着した際に撮像される画像

ハルトマン板を装着して撮像される画像はハルトマン孔が規則的に並んでいる。またハルトマン板によって視野のほとんどを覆っているため、多くの天体の像は写らず、いくつかの天体によるハルトマン孔しか写らない。今回は画像 1 枚につき 2 つのハルトマン孔が写っていた。

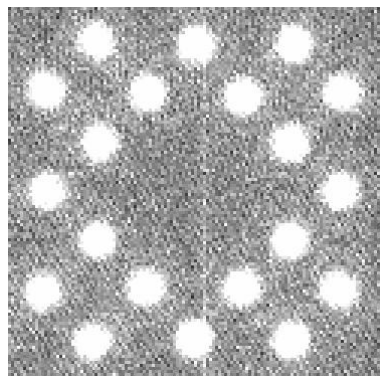


図 2.17: 撮像されたハルトマン孔

解析方法

ハルトマン孔が写ったデータ 12 枚の画像を用いて、ハルトマンテストを行った。

1. ハルトマン孔の座標を取得する。今回は画像解析ソフト Sextractor(付録参照)の sex コマンドを用いてパラメタを設定しハルトマン孔の検出、座標を取得した。
2. 焦点内像、外像で得られた座標を対応付けさせ各光線の方程式を求めハルトマン定数 HC, 重心系収差ベクトルによる HC を求め、焦点面におけるスポットダイアグラムを作成した。

解析結果・考察

今回のハルトマン板をつけたデータは焦点内像の画像 8 枚、焦点外像の画像 6 枚写ったハルトマン孔が 2 つあるので $7 \times 5 \times 2 = 96$ 回のハルトマンテストをする予定だった。しかし、図 2.18 のように孔同士が重なりかけているもの、極端に暗い孔のものは測光する際孔の座標を取得する際に誤差が大きくなるため、データから省いている。

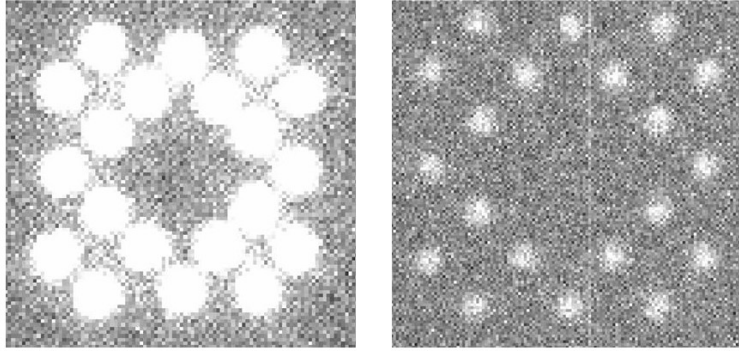


図 2.18: 省いたハルトマン孔画像例

残ったデータで 70 回のハルトマンテストを行い、ハルトマン定数を求めた。ハルトマン定数を先行研究の結果と一緒に表 2.5 に、ハルトマン定数が最大最小になる時のスポットダイアグラムを図 2.19 に示した。

ハルトマン定数 [arcsec]	
先行研究	0.60 ± 0.05
本研究	0.67 ± 0.05

表 2.5: 先行研究と本研究のハルトマンテストの結果 [14]

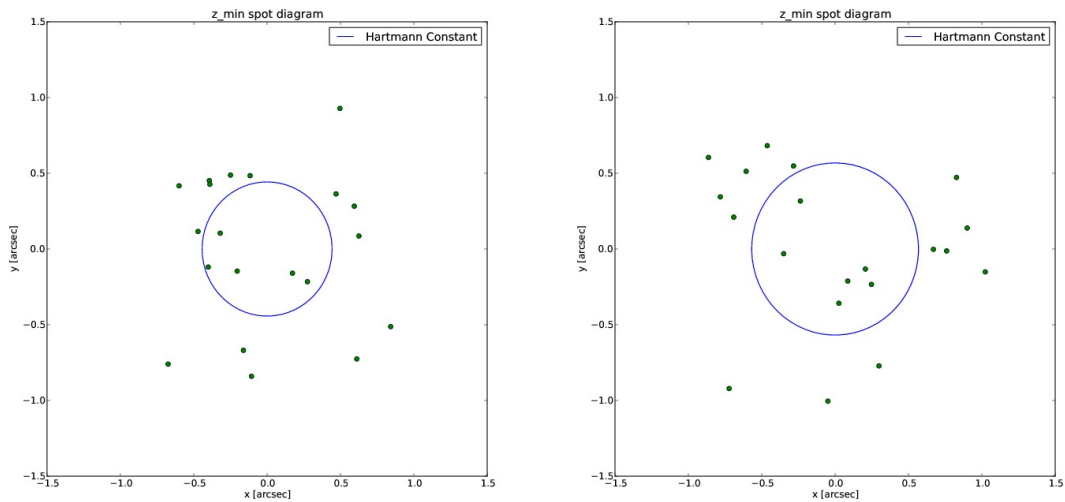


図 2.19: 焦点面におけるスポットダイアグラム (左:最小 HC, 右:最大 HC)

表 2.5 を見てわかるように、本研究でのハルトマンテストである I_c バンドにおけるハルトマン定数は先行研究の結果と誤差の範囲内で一致している。これは望遠鏡が日本からチベットに輸送する際に I_c バンドの光学系に大きな問題は生じなかったといえる。

またハルトマン定数はベストフォーカスでのハルトマン孔が写る位置の星像の広がりでありその2倍の値はFWHMといえる。2.2.1節で測光したFWHMの値とハルトマン定数を表2.6に示す。(FWHMは[arcsec]に変換した。)

2×ハルトマン定数 [arcsec]	FWHM[arcsec]
1.34±0.1	1.54±0.1

表 2.6: ハルトマン定数の2倍の値とPSFで求めたFWHM

表2.6を見てわかるように、誤差の範囲ではないが大きくは変わらないことが言え、ハルトマン定数はハルトマン孔が映る位置でのFWHMとほぼ同じであることが確認できた。

2.2.3 限界等級の算出

限界等級を求めるにあたっての予備知識

アパーチャー測光

天体のカウントを測定する方法の一つがアパーチャー測光であり、開口測光ともよぶ。アパーチャー測光では天体の重心から適当な半径の円領域のカウントを積分することで天体のカウントを求める。この積分領域の直径をアパーチャーとよぶ。一般的にアパーチャーは2.5~3.0FWHMを取ることが多い。[30]この理由を以下で説明する。

SN比が最大となるアパーチャー

SN比とは2.1.2節で説明したが、ここは厳密に天体の中心から半径rまでの天体のカウントの積分値をSignal, その天体に乗る天体以外のバックグラウンド起因のカウントの積分値をNoiseと呼び、これらの比のことをSN比と呼ぶことにする。簡単に統計量の多い天体のカウントはガウス関数、バックグラウンドのカウントはCCD内で位置依存性がない定数とすると、SN比は式2.12で表すことができる。

$$\text{SN比} = \frac{\int_0^r A r \exp\left(\frac{-r^2}{2\sigma^2}\right) dr}{B r} = C \frac{1 - \exp\left(\frac{-r^2}{2\sigma^2}\right)}{r} \quad (2.12)$$

(r: 天体の中心からの距離, σ : 標準偏差, A, B, C: 定数)

これをrで微分して極値を求める。

$$\begin{aligned} \frac{\partial}{\partial r} \left(C \frac{1 - \exp\left(\frac{-r^2}{2\sigma^2}\right)}{r} \right) &= 0 \\ \frac{1}{\sigma^2} e^{-\frac{r^2}{2\sigma^2}} - \frac{1 - e^{-\frac{r^2}{2\sigma^2}}}{r^2} &= 0 \\ \frac{r^2}{\sigma^2} - e^{\frac{r^2}{2\sigma^2}} + 1 &= 0 \end{aligned} \quad (2.13)$$

となりこれ以上は解析的に解けないため、数値的に求める必要がある。左辺をrの関数f(r)で表し、ニュートン法で計算し、

$$r = 3.24... \times \sigma \approx 1.4\text{FWHM} \quad (2.14)$$

が導出できた。式 2.14 より 1.4FWHM の時に極値をとり SN 比が最大値をとることがわかる。図 2.20 に SN 比のグラフを示した。これより、アパーチャー半径として 1.4FWHM を採用し測光を行った。

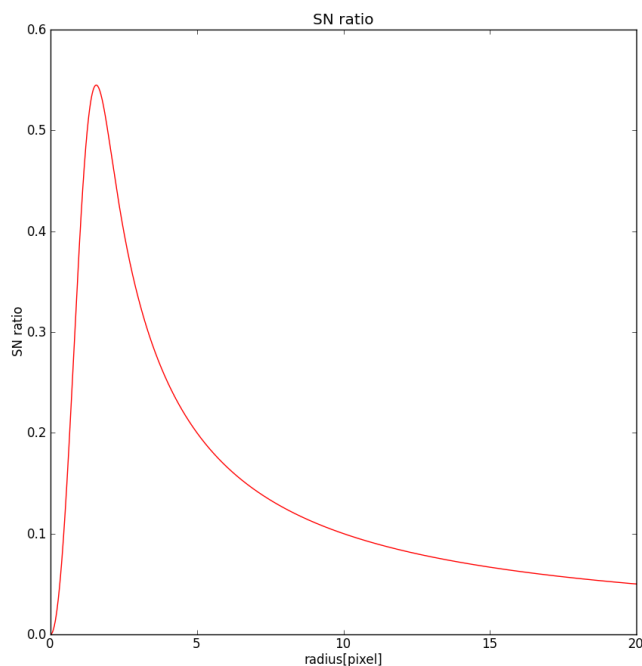


図 2.20: 式 2.12 のグラフ

ポグソンの式

天体の等級は 1 等級異なるごとに明るさが $100^{\frac{1}{5}}$ 倍異なることがわかっており、この値のことをポグソン比とよぶ。ここで天体 1, 天体 2 の 2 つの天体を考える。各をフラックス F_1, F_2 、等級を m_1, m_2 とすると式 2.15 の方程式が与えられる。

$$\frac{F_1}{F_2} = 100^{(m_2 - m_1)/5} \quad (2.15)$$

これを变形すると

$$m_2 - m_1 = -2.5 \log_{10} \left(\frac{F_2}{F_1} \right) \quad (2.16)$$

と書くことができる。この式をポグソンの式という。

測光原点

望遠鏡の観測装置で撮像された画像のカウント値から解析ソフトで測光することによって等級を求めることができる。しかしこの等級は機器等級とよばれ実際の等級とは異なり、他のシステムで得られた結果と直接比較をすることができない。よって見かけの等級が正確に定まっている星 (標準星) を観測することで、本来の等級との差を明らかにする。このシステムの等級と本来の等級の差を測光原点とよび、

式 2.17 で与えられる。[32]

$$m_0 = M + 2.5 \log_{10} \left(\frac{\text{count}}{t} \right) \quad (2.17)$$

$$\left(m_0 : \text{測光原点}, M : \text{標準星の本来の等級}, \text{count} : \text{観測された標準星のカウント値} : \text{積分時間} \right)$$

限界等級

一般的に、星像のピクセル分の n (=SN 比) 倍に対応する等級のことを限界等級という。限界等級は望遠鏡の性能を表す指標の一つであり、その望遠鏡で観測できる最も暗い星の明るさを表す。これを式で表すと、以下のように書くことができる。

$$m_{\text{lim}} = -2.5 \log_{10} \left(\frac{N \sigma_*}{t} \right) + m_0 \quad (2.18)$$

$$\left(\sigma_* : \text{ノイズ}, t : \text{積分時間}, m_0 : \text{測光原点}, N : \text{SN 比} \right)$$

補足として 2.18 式の N が意味する SN 比とは 2.12 式の SN 比とは異なる。ここでいう Singal は天体のカウントの積分値を表すが、Noise はバックグラウンド起因のノイズを表している。

誤差の伝播

それぞれ独立でランダムな誤差 $(\delta x_1, \delta x_2, \dots, \delta x_n)$ を持つデータ (x_1, x_2, \dots, x_n) が式 2.19 のような計算をするとき (和や差をとるとき)、

$$y = x_1 + x_4 + \dots + x_n - (x_2 + x_3 + \dots + x_{n-1}) \quad (2.19)$$

y の誤差は、次のような各誤差の二乗和で与えられる。

$$(\delta y)^2 = (\delta x_1)^2 + (\delta x_2)^2 + \dots + (\delta x_n)^2 \quad (2.20)$$

観測時に生じるノイズ

以下大きく分けて 4 種類ノイズには種類がある。[33]

1. ショットノイズ

確立を持った独立な試行の繰り返しのイベント分布はポアソン分布に従う。天体からのイベントはポアソン分布に従い、総数すなわちカウント値の総数の平方根に値する分布の広がりを持つ。ショットノイズは光子の発生や検出の過程の統計的ゆらぎでショットノイズと呼ばれ、検出器に発生した電子数の平方根で表される。

2. ダークノイズ

光電効果を起こす半導体などの電気素子に電圧を印加した際に熱や絶縁不良、結晶欠陥などによって光を当てずとも流れてしまう電流のことを暗電流という。望遠鏡の場合、観測装置は半導体であり、暗電流が生じる。暗電流は主に熱的要因が強く、そのため揺らぎ (ノイズ) が生じやすい。この揺らぎをダークノイズという。

3. 読み出し (バイアス) ノイズ

バイアスとは露出時間 0 秒で画像を読みだした時に測定されるカウント。露出時間 0 秒であるので、カウント値も 0 になるはずである。しかし、実際には CCD がカウント値を読み出すときに余分に一定のバイアス電圧をかけており、露出時間 0 秒でもカウントが 0 で測定されることはない。また、バイアスは読みだす際に常に印加されているため、時間によらず一定である。このバイアスによって生じるノイズのことを読み出し (バイアス) ノイズという。

4. スカイノイズ

スカイとは望遠鏡で撮像した画像からダーク、バイアス、フラットを除いた際に天体のカウント以外に乗っている背景光のことである。スカイの主な原因は人工光であり、この光が大気などによって揺らぎ、ノイズとして測定される。このノイズのことをスカイノイズという。

以上 4 つのノイズはそれぞれ独立である。そのためこれらの和は二乗和の平方根をとったものであり、以下のように書ける。

$$\begin{aligned}\sigma &= \sqrt{\sigma_{\text{obj}}^2 + \sigma_{\text{dark}}^2 + \sigma_{\text{read}}^2 + \sigma_{\text{sky}}^2} \\ &= \sqrt{\sigma_{\text{read}}^2 + n_{1,t}t}\end{aligned}\tag{2.21}$$

$\left(\sigma_{\text{obj}} : \text{ショットノイズ}, \sigma_{\text{dark}} : \text{ダークノイズ}, \sigma_{\text{read}} : \text{読み出しノイズ}, \sigma_{\text{sky}} : \text{スカイノイズ}, t : \text{露出時間} \right)$

ショットノイズ、ダークノイズ、スカイノイズはいずれも時間に比例するので、2.21 の 2 行目で $n_{1,t}$ として 1 つにまとめた。

解析方法

1. HinOTORI で撮像された Landolt の標準星領域である SA107 の標準星を IRAF の imexam で測光し、実際の等級と比較し測光原点を求める。(図 2.21,2.22)
2. 積分時間の同じ 2 枚の画像の差分画像を作成し、ノイズ σ (揺らぎ) を imexam で測光する。また異なる積分時間の画像で同様のことを行う。
3. 1.2 が撮像された時間に近い画像で天体を測光し FWHM を求め、星の面積を求める。
4. 1~3 で求めた値を用いて限界等級を算出する。

撮像された画像はオーバースキャン領域、バイアス (ダーク) 補正は行われているが、フラット補正は行っていない。これは試験観測時の制約から、フラット補正用の十分な較正データを得ることができなかったからである。しかしながら、HinOTORI の検出器は非常に性能が良く、加えて光学系にケラレがないため、感度の非一様性がほとんどなく、したがってフラット補正の省略による誤差は数%以下と考えられる。また、1 枚の画像の解析であるため、複数枚画像の合成に伴うフラット補正誤差の伝播を考慮する必要もなかった。

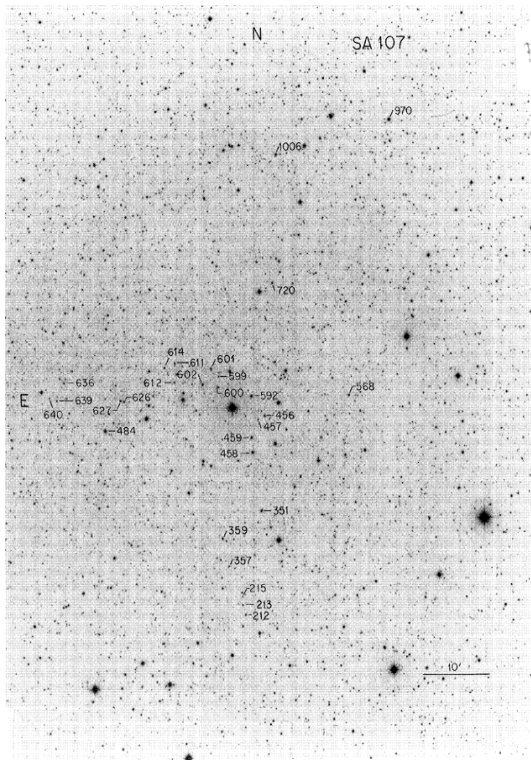


図 2.21: Landolt 領域の SA107 標準星 [34]

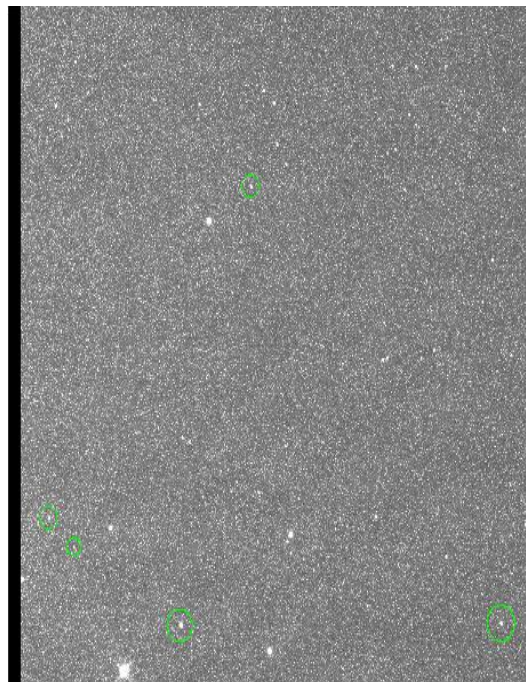


図 2.22: HinOTORI で撮像した SA107 標準星

解析結果

まず測光原点を求めた。SA107 領域が撮像されている画像は 5 枚 (積分時間 30 秒) あり、標準星は 1 枚を除いて、SA107-568, SA107-592, SA107-599, SA107-601, SA107-720 が写っており、残りの一枚は SA107-568 のみ写っていた。そして今回は各画像の各標準星で比べることによってそれぞれの測光原点 (表 2.2.3) を計算し、全体の平均値を取ることによって測光原点をもとめた。

Landolt 標準星	catalog の等級	測光カウント	$-2.5\log_{10}(count/t)$	測光原点
SA107-568	11.837	155984	9.290	21.127
SA107-592	10.490	539110	10.636	21.126
SA107-599	13.806	315410	7.5530	21.359
SA107-601	12.885	65515.0	8.3470	21.232
SA107-720	12.390	103640	8.8460	21.236

表 2.7: I_c バンドにおける測光原点

これらより測光原点 $m_0 = 21.2 \pm 0.1$ と求めた。次に積分時間 10 秒, 30 秒での揺らぎを測光して表 2.8 を求めた。

露出時間 [s]	[count/pixel]
10	12.13
30	17.66

表 2.8: 各露出時間でのノイズ

これより式 2.22 が立てられる。 (∵ 式 2.21)

$$\begin{cases} \sqrt{\sigma_{\text{read}}^2 + 10n_{1,t}} = 12.13 \\ \sqrt{\sigma_{\text{read}}^2 + 30n_{1,t}} = 17.66 \end{cases} \quad (2.22)$$

これを $\sigma_{\text{read}}, n_{1,t}$ について解き、積分時間 t 秒のときの σ を求める。

$$\begin{cases} \sigma_{\text{read}}^2 = 64.678 \Leftrightarrow \sigma_r \approx 8.04 \\ n_{1,t} \approx 8.24 \end{cases} \quad (2.23)$$

$$\sigma = \sqrt{64.68 + 8.24t} \quad (2.24)$$

また画像に写っている星を測光し FWHM、面積 A を求めた。(表 2.9) 星の面積分のノイズの大きさは誤差の伝播より以下のように書ける。

$$\sigma_* = \sqrt{\sigma^2 + \sigma^2 + \dots (\text{星の pixel 分})} = \sqrt{A_*} \sigma \quad (2.25)$$

$$\left(\sigma_* : \text{星の面積分のノイズ}, \sigma : 1\text{pixel 当たりのノイズ}, A_* : \text{星の面積 [pixel}^2] \right)$$

FWHM[pixel]	面積 A_* [pixel ²]	$\sqrt{A_*}$
2.55	9.99	3.16

表 2.9: 星の各値

本研究では星の面積は SN 比が最大になるときすなわち 1.4FWHM を星の半径として求めた。以上より、SN 比=5,10 のときの積分時間 t 秒での限界等級は以下の式で書ける。

$$\begin{cases} m_{lim} = -2.5 \log_{10}(5 \times 3.16 \sqrt{64.68 + 8.24t/t}) + 21.21 & (SN = 5) \\ m_{lim} = -2.5 \log_{10}(10 \times 3.16 \sqrt{64.68 + 8.24t/t}) + 21.21 & (SN = 10) \end{cases} \quad (2.26)$$

SN 比=5,10 それぞれ積分時間 1,60,90,120,540[s] で限界等級を求めた。

露出時間 [s]	SN=5 での限界等級	SN=10 での限界等級
1	15.9	15.1
60	19.2	18.5
90	19.5	18.7
120	19.6	18.9
540	20.5	19.7

表 2.10: HinOTORI 望遠鏡の I_c バンドにおける限界等級

考察

先行研究で求められている読み出しノイズと本研究で求めた読み出しノイズを表 2.11 に示す。

	先行研究	本研究
読み出しノイズ [count]	7.65±0.25	8.04

表 2.11: 先行研究で算出された読み出しノイズとの比較

表を見てわかるように先行研究の値に誤差の範囲にはないが、近い範囲で一致しており、 I_c バンドの観測装置の読み出しシステムは東広島天文台の状態とほぼ変わらないことが言える。

次に限界等級を日本がもつ他の望遠鏡の限界等級と比べてみた。

望遠鏡	積分時間 [s]	I_c バンドでの限界等級	HinOTORI での I_c バンドでの限界等級
HONIR(東広島)	120	19.4±0.5	19.6
MINT(西はりま)	540	20.1±0.5	20.5
MiTSuME(岡山)	540	18.7	20.5
miniTAO(チリ)	60	19.0	18.5
MSI(名寄市)	60	18.6	18.5

表 2.12: 日本の他の望遠鏡の限界等級 (上は $SN = 5$ での限界等級, 下は $SN = 10$ での限界等級)[1][35][36]

限界等級は単純にその値の大小だけでは評価できない。限界等級は望遠鏡の口径に依存する集光量やの土地のシーイングによって異なる。これを考慮し他の望遠鏡と比較することによって HinOTORI の限界等級について評価する。

	HinOTORI	miniTAO	MiTSuMe
主鏡の口径 [cm]	50	100	50
シーイング [arcsec]	約 0.82	0.69	約 1.2

表 2.13: 比較に用いた望遠鏡の口径とシーイング [1][37][23][38]

まず望遠鏡の主鏡口径の面で比較してみる。HinOTORI 望遠鏡がある阿里地区のシーイングは約 0.82 秒角であり miniTAO 望遠鏡があるチリのアタカマでのシーイングは約 0.69 秒角より少し劣るがほぼ同じである。そこでこれらの望遠鏡の限界等級を比較する。一般的に二つの望遠鏡の SN 比の比は集光面積の二乗根の比で表される。2 つの望遠鏡の面積を S_1, S_2 , 半径を r_1, r_2 とすると式 2.27 で書ける。

$$\begin{aligned}
 (SN \text{ 比の比}) &= \sqrt{\frac{S_1}{S_2}} \\
 &= \frac{r_1}{r_2}
 \end{aligned} \tag{2.27}$$

miniTAO の口径 (100cm) を r_1 HinOTORI の口径 (50cm) を r_2 としたとき光量の比は 2 倍となり、miniTAO は HinOTORI の 2 倍の光を集光しおおよそ 0.8 等限界等級が深くなる。しかし上記の結果を見ると約 0.5 等しか深くない。これはどちらかの望遠鏡の観測装置の効率が寄与していると思われる。

次に望遠鏡がある立地のシーイング面で他の望遠鏡と比較する。口径が HinOTORI とほとんど変わらな

い岡山にある MiTSuME 望遠鏡と比較する。一般的に二つの望遠鏡の SN 比の比は星像の面積の二乗根の逆比で表される。2 つの望遠鏡で撮像された星像の面積を A_1, A_2 、半値幅を $\text{FWHM}_1, \text{FWHM}_2$ とすると

$$\begin{aligned} (\text{SN 比の比}) &= \frac{1}{\sqrt{A_1/A_2}} \\ &= \frac{\text{FWHM}_2}{\text{FWHM}_1} \end{aligned} \quad (2.28)$$

と書ける。両望遠鏡の FWHM (HinOTORI は 0.82, MiTSuME は 3.0) を代入すると HinOTORI は MiTSuME の 2 倍の光を集光しおおよそ 1.4 等限界等級は深くなるはずである。しかし上記の結果を見ると約 1.7 等深い。この差は天気によるものだと思われる。本研究で用いたデータは天気が晴天であるときに撮像されているが、MiTSuME の限界等級を測定する際、天気があまりよくなかった可能性があると言える。

最後に HinOTORI 望遠鏡より口径の大きい 1.5m のかなた望遠鏡の HONIR の限界等級を比べると誤差内で一致している。これは日本に設置されている 1m 級の望遠鏡に匹敵していることを示し、MiTSuME との比較からもわかるようにチベットの環境の良さを示している。

第3章 広島大学かなた望遠鏡における重力波フォローアップ体制の構築

広島大学宇宙科学センターのかなた望遠鏡も J-GEM の一端を担っている。本望遠鏡は LIGO や Virgo などの重力波望遠鏡の再稼働と同時に重力波天体の観測ができるように実際に重力波望遠鏡から送られてくるテストアラートを用いて観測システムの確認と整備を行った。

3.1 かなた望遠鏡の観測システム

1.1.4 節で述べているようにかなた望遠鏡には HowPol と HONIR の 2 つの観測装置が搭載されている。この節では各観測装置での重力波天体のフォローアップシステムについて、フローチャートを用いて述べる。

3.1.1 フローチャート

フローチャートとは一連のアルゴリズムやプログラムの流れを各プロセスで記号化したものである。フローチャートを作成することで以下いくつかのメリットがある。

1. 視覚化することによるプロセスの明確化
2. 相互理解の促進
3. プログラムを改善する際の効率化

フローチャートに用いられる記号は日本工業規格 (JIS) によって定められており、様々な種類の記号が存在する。今回その中の以下 5 つの記号を用いた。

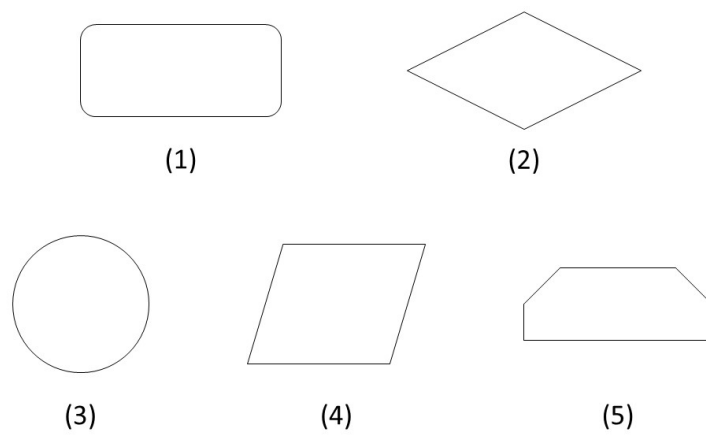


図 3.1: フローチャートで用いる記号

(1) は「端子」と呼ばれるもので、フローチャートの始まりと終わりを表す記号である。(2) は「判断」と呼ばれるもので、条件による分岐を表しプログラムの if 文に相当する記号である。(3) は「結合子」と呼ばれるもので、同じフローチャート内での他の部分への出口、入口を表す記号である。(4) は「入出力」と呼ばれるもので、ファイルへの入出力を表す記号である。(5) は「ループ端」と呼ばれるもので、ループの開始が (5) 示している記号で、ループの終了は (5) を上下反転した記号である。[39]

以上 5 つの記号を用いて、かなた望遠鏡の重力波フォローアップシステムについて説明していく。

3.1.2 Listener.py

重力波望遠鏡で重力波を検出した場合、まず LIGO/Virgo の重力波アラートデータベースである GraceDB(付録参照) に当核イベントの検出情報と、関連する (重力波推定位置、重力波信号の有意度、近傍銀河リストなど) が登録される。そして、世界的な突発天体情報共有ネットワークである GCN(Gamma-ray burst Circular Network : 詳細は付録参照) に情報が流される。GCN は元々ガンマ線バースト用であったが、重力波イベント用にも整備されている。J-GEM では GCN を通じて配信された重力波アラートを受け取って GraceDB にアクセスし、重力波の到来方向推定の確率分布にしたがって近傍銀河のリストを作成し、J-GEM のメールリストに検出メールを送る。このとき、重力波到来方向推定の確率密度が一番高いものから 200 個までの銀河のリストを流すプログラムが Listener.py である。

3.1.3 HowPol での重力波フォローアップ

現行のシステムは Listener.py が重力波望遠鏡からの重力波検出アラート、候補銀河の位置情報を受け取り銀河リストを作成する役割を担っている。これを HowPol の PC で常駐している Watch_GWAlert.py が検出して、hwexp_GWmode3.py を実行し観測するシステムとなっている。このシステムを図 3.2 に示した。

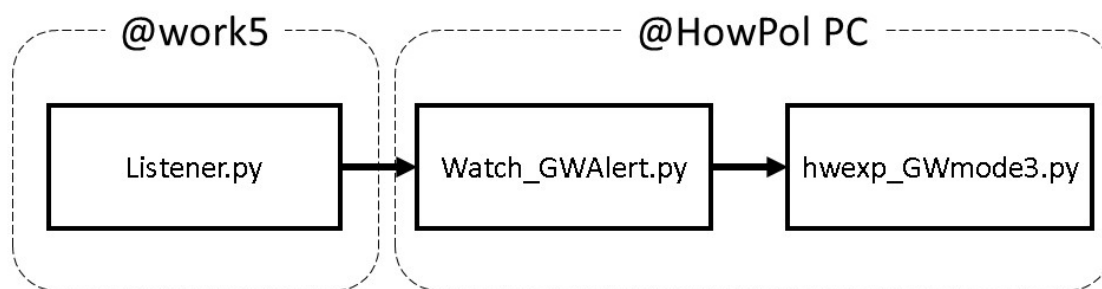


図 3.2: HowPol での重力波自動観測パイプライン

Watch_GWAlert.py

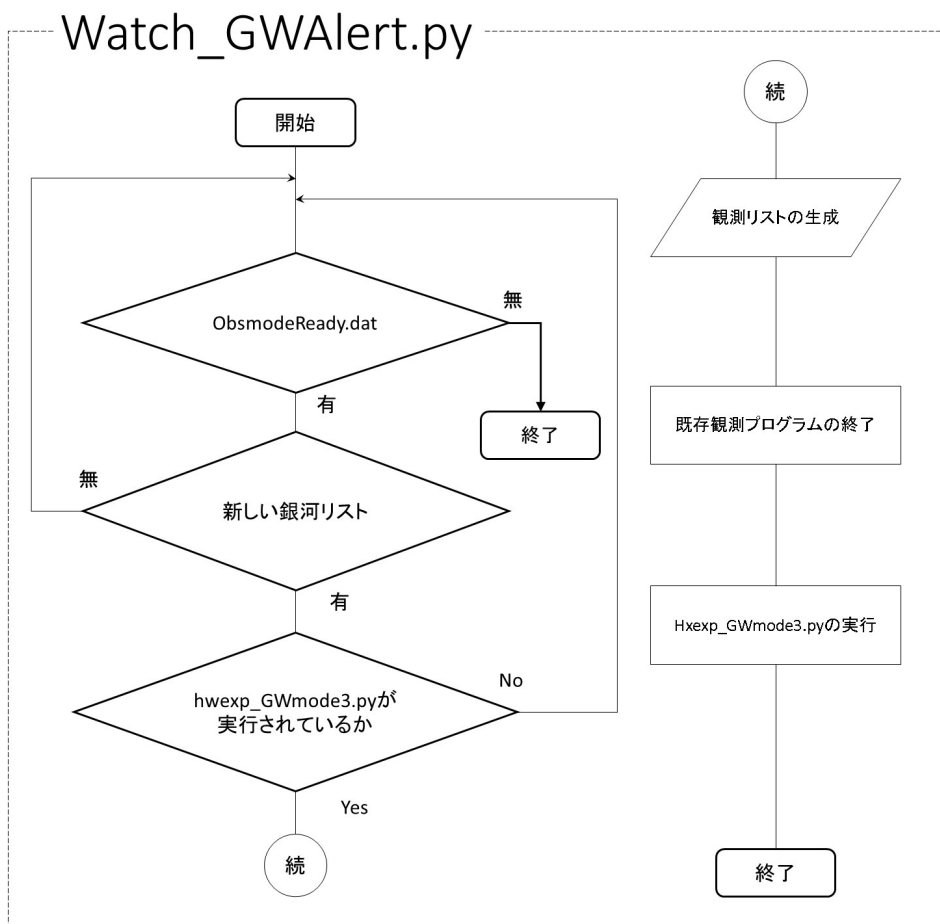


図 3.3: アラート監視システム

上図は Watch_GWAlert.py プログラムの動きを表している。Watch_GWAlert.py は Listener.py から作成される銀河リストを監視するプログラムである。図 3.3 を参考にしながら説明する。Watch_GWAlert.py は実行と同時に ObsmodeReady.dat というこのプログラムの ON/OFF スイッチの役割をするファイルを作成する。まず最初の条件分岐として ObsmodeReady.dat の有無で分岐するのだが、1 度目の流れでは必ず有で通り次にプロセスに進む。ただし、後に続く分岐でここを原点としてループする仕様をとっており、ObsmodeReady.dat を削除することでプログラムを終了することができる。

次に 2 番目の条件分岐では Listener.py で 'skyprob.*.ascii' の形式で作成される銀河リストが 5 分以内に作成されているかどうかで分岐する。作成されていない場合は最初の条件分岐に戻りループする。作成さ

れている場合は次のプロセスに進む。

3番目の条件分岐では重力波天体を自動観測するプログラムである `hwexp_GWmode3.py` が実行されているかどうかで分岐する。すでに `hwexp_mode3.py` で別の重力波天体を観測している場合は観測は行われず、最初の分岐に戻りループする。仮に観測されていない場合は `hwexp_GWmode3.py` による自動観測のプロセスをたどる。

後のプロセスでは、生成された新しい銀河リストをかなた望遠鏡で観測できるリストに書き換えた `list_GWmode_test.dat` を作成する。次に既存の観測プログラムを終了し、最後に自動観測のスク립トである `hwexp_GWmode3.py` を実行する。

hwexp_GWmode3.py

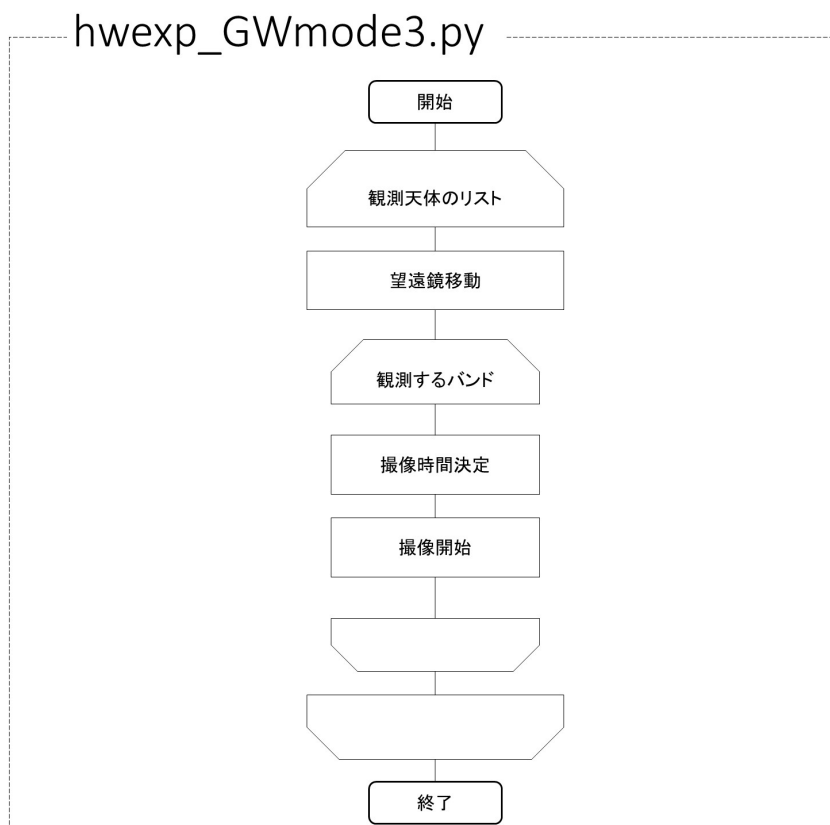


図 3.4: HowPol の重力波観測プログラム

上図は `hwexp_GWmode3.py` プログラムの動きを表している。`hwexp_GWmode3.py` は観測天体を決定、かなた望遠鏡を操作した後実際に観測を開始するプログラムである。このプログラムは基本的に分岐がなくループのみで構成されている。実行されたプログラムはまず観測者に観測開始を知らせるアラートを流す。

次に Watch_GWAlert.py で作成された観測リスト list_GWmode_test.dat をすべて観測するループを開始する。観測は重力波到来方向推定の確率密度が高い銀河から行われる。このプログラムの撮像までのプロセスとしてはまず望遠鏡望遠鏡を駆動し、銀河の方向に照準を合わせる。次にフィルター (バンド) を設定し、ホイールを駆動する。最後に積分時間の決定を行い、撮像を開始する。撮像が終わったら、その天体を違うフィルター (バンド) で観測し、同様のプロセスを繰り返す。各フィルターで撮像を終えた時、次の銀河の観測に移り同様のプロセスを行う。そして銀河リストをすべて観測し終えた時、プログラムは終了する仕組みとなっている。

以上が HowPol で重力波天体を観測するシステムであり、完全自動化がなされている。

3.1.4 HONIR での重力波フォローアップ

HONIR の重力波天体の観測システムは HowPol のシステムとは異なり、完全自動化がなされておらず、半手動で観測するシステムとなっている。というのも、HONIR と HowPol の PC は独立しており、現行の Listener.py は HowPol PC にのみ銀河リストを作成する仕様となっているためである。そのため、観測の際は HowPol PC から銀河リストをコピーして HONIR PC に送る必要がある。それから銀河リストを読み込む hnexp_GWmode.py で観測を開始する。以上のことを図 3.5 に示した。

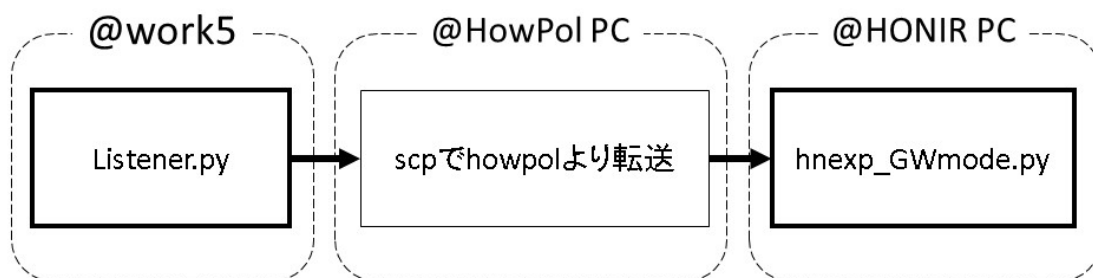


図 3.5: HONIR の重力波観測パイプライン

hnexp_GWmode.py

HONIR で重力波天体の観測は hnexp_GWmode.py で行われる。図 3.6 に hnexp_GWmode.py のスクリーン内での動きを示した。

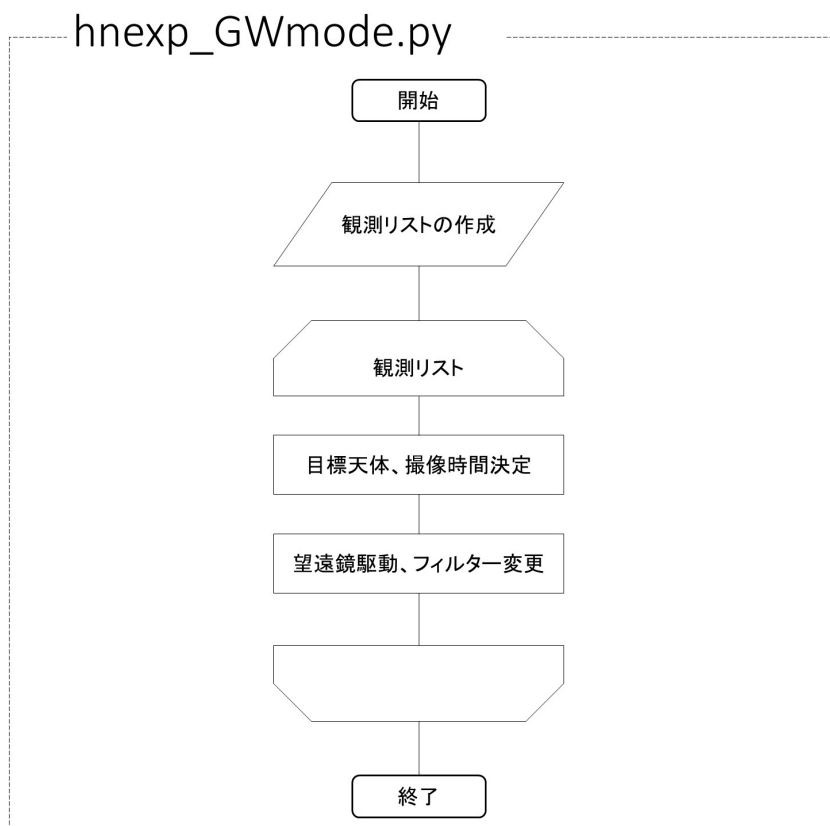


図 3.6: HONIR の重力波観測プログラム

基本的に HowPol の観測プログラムとほとんど類似した構成となっている。特に違うところは hnexp_GWmode.py は手動で動かし引数に銀河リストをとることで、プログラムが開始する。開始されたプログラムはまず scp で送られてきた銀河リストから HONIR 観測用に対応した観測リスト list_GWmode.lst を作成する。この後のプロセスは HowPol の重力波観測システムの流れと同じで、観測リストのすべての銀河を観測するループを開始し、望遠鏡のパラメタを変更して撮像を開始し 1 つの銀河を撮像し終わったら、また次の銀河の観測にうつるといったループを繰り返すといった流れになっている。リストすべての銀河の観測を終え次第、プログラムは終了する。

3.1.5 解析までに必要な処理

前節 HowPol, HONIR のフォローアップシステムによって観測された重力波候補天体の画像は fits ファイルの形で保存される。この撮像されて加工されていない状態の fits 画像のことを生データといい、生データには天体の情報だけでなく天体以外のバイアスやダークなどの情報を必ず含んでしまう。そのため解析を行う前に一次処理、スカイ引き、WCS 貼り付けという画像処理を行い、天体の情報のみの画像に加工しなければならない。(図 3.7)

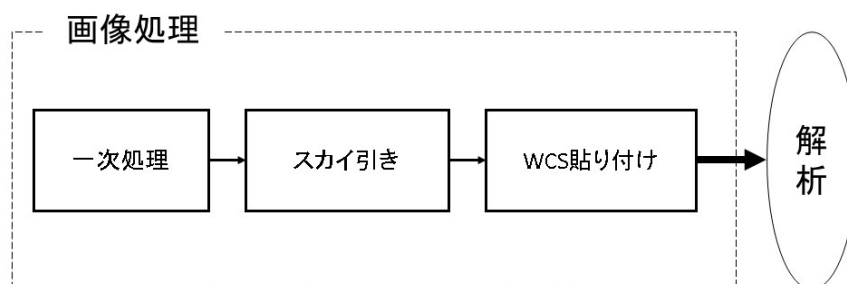


図 3.7: 観測後から解析までの流れ (スカイ引きと WCS 貼り付けの順序は問わない)

一次処理

一次処理とはオーバースキャン、バイアス、ダーク、フラットと呼ばれる観測装置起因のバックグラウンドを生データから取り除く処理のことをいう。各要素補正用のデータを作成し、それを用いて除去する。以下赤外線検出器データ、可視光検出器データでの一次処理の流れを図に示し、各プロセスについて述べる。

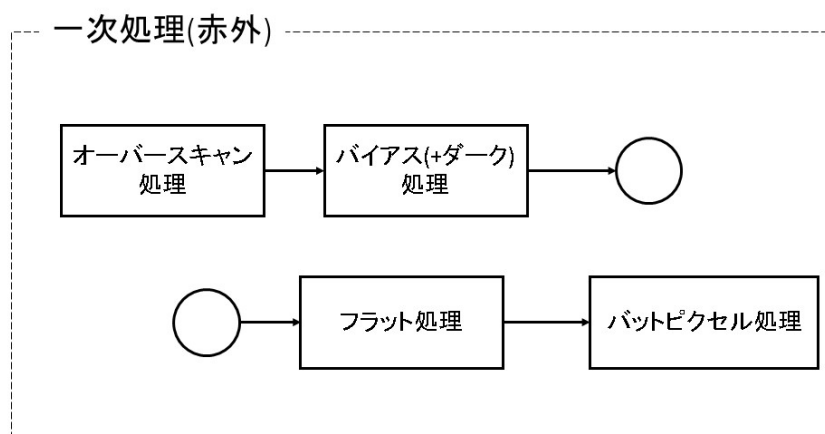


図 3.8: 赤外線検出器データの一次処理

- ・可視光領域の場合

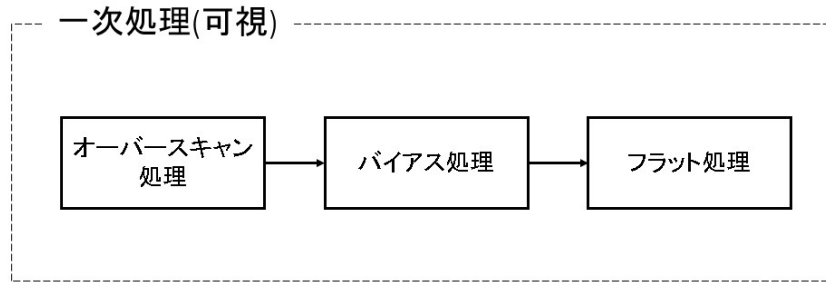


図 3.9: 可視光検出器データの一次処理

オーバースキャン処理

オーバースキャンとは、観測データすなわち電荷を読み出し後に撮像する露出 0 秒読み出しを行うことである。かなたで撮像された赤外線画像を図 3.10) に示した。赤い線で囲まれている黒い線がオーバースキャン領域である。この領域は天体など望遠鏡で集光した光が当たっていない部分に当たり、切り取る必要がある。このことをオーバーコースキャン処理とよぶ。

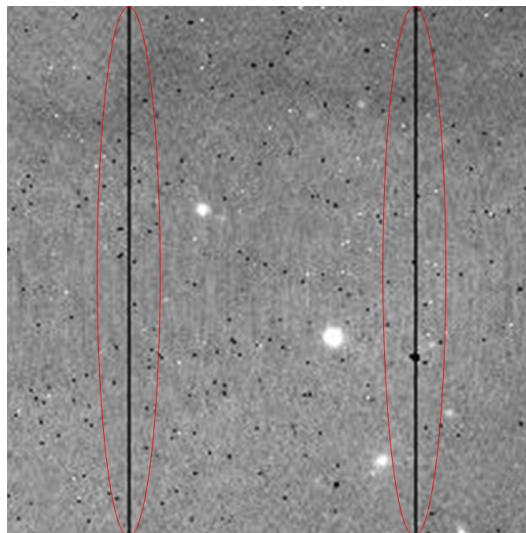


図 3.10: 赤外線領域で撮像された画像

バイアス・ダーク処理

検出器は読み出しカウントがノイズなどで 0 にならないように読み出しの際に電圧を印加している。また熱によって検出器内の電子の熱の格子振動によって生じる暗電流が生じる。これらによって生じるカウントをバイアスとダークとよび (詳細は 2.2.3 節) これらのカウントを生データから差し引くことをバイアスダーク処理とよぶ。

フラット処理

検出器は理想的に各 pixel で感度は同じになるように作られるが、実際の検出器は pixel によって異なる。また、その望遠鏡の光学系の非一様性も大きく反映される。この pixel ごとの感度ムラ、光学系の非一様性を補正するために行うのがフラット処理である。フラット処理にはドームフラット、オブジェクトフラット、トワイライトフラットというものがあるが、かなた望遠鏡では望遠鏡に一樣な光を入射させることでフラットを取得するドームフラットを採用してフラット処理を行う。

バッドピクセル処理 (赤外のみ)

赤外線検出器にはバッドピクセルが多い。バッドピクセルとは感度がないピクセルのことである。図 3.10 のところどころに写っている黒いピクセルがバッドピクセルである。バッドピクセルの補正をするために、ディザリングを行う。ディザリングとは目標天体に対して何秒角かずらして複数枚撮像することである。ディザリングの目的はバッドピクセル補正だけでなく、次に記すスカイの作成、積分時間を長くすることにもある。図 3.11 にディザリングした複数枚の画像をそのまま IRAF の imcombine で足しあわせた画像を示す。

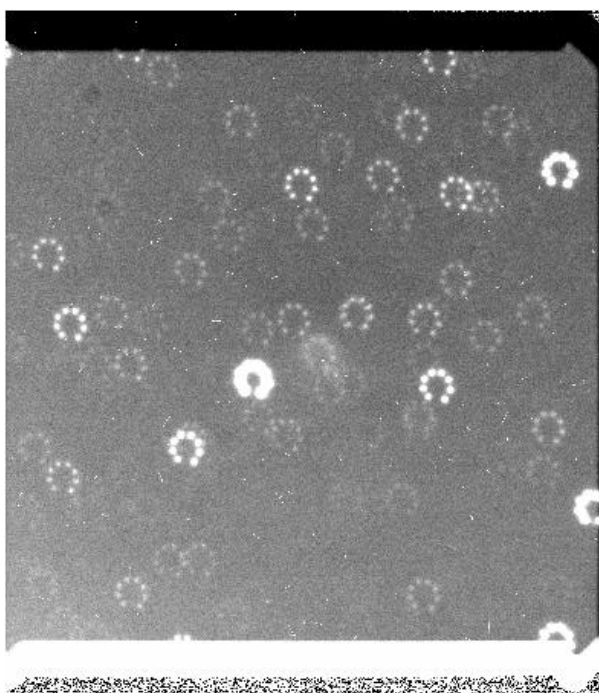


図 3.11: ディザリング画像を足した画像

スカイ引き

生データには一次処理で除去したバックグラウンドだけでなく、大気の放射光、人工光による放射光によるバックグラウンドがあり、このバックグラウンドをスカイと呼ぶ。そこでスカイの各成分の光子カウント $[\text{count}/\text{s}/\text{m}^2/\mu\text{m}/\text{arcsec}^2]$ の波長依存性を図 3.12 に示した。ここでは本研究で撮像する可視光 (約 $0.3\sim 1.0\mu\text{m}$) ~ 近赤外線 (約 $1\sim 2\mu\text{m}$) の領域に絞って説明する。

可視光領域でスカイは太陽光の散乱の成分が主成分としてみられ、大気からの輝線放射が見られる。これらの成分は可視光領域でほとんど波長依存がなくほぼ一定とみなせる。対して赤外線領域の約 $1\sim 2\mu\text{m}$ の領域では可視光領域のスカイの成分に加え、地球大気からの輝線放射の成分が大きく加わり、大きく揺ら

いでいるのがわかる。

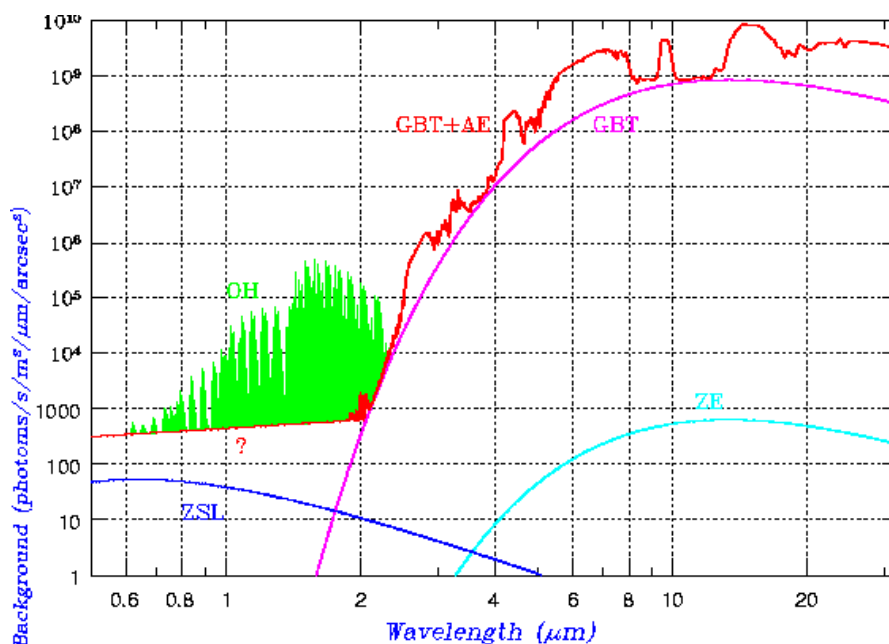


図 3.12: スカイの波長依存性 [40]

(OH	：地球大気からの輝線放射	ZSL	：太陽光の散乱
	GBT	：望遠鏡、観測装置からの熱輻射,	AE	：地球大気からの熱輻射
	ZE	：黄道面付近のダストからの熱輻射		

上記より可視光領域のスカイは波長による揺らぎがほとんどなく、CCD 座標によらずほぼ一定である。そのため可視光領域のスカイは単純な関数で表されるため、本研究ではスカイをフィッティングすることによってスカイを作成した。

対して赤外線領域のスカイは揺らぎは波長依存が大きく、時間変動も大きいため可視光同様フィッティングして作成するのは不適切である。そこで本研究ではディザリングした数枚の画像の中間値を取ることでスカイを作成した。上記作成したスカイで1次処理画像を引くことをスカイ処理、スカイ引きという。

WCS 貼り付け

WCS(World Coordinates System)とは世界標準座標のことであり、天文学では赤経赤緯座標が用いられ天球での位置を表す座標系である。図 3.13 に赤経赤緯の図を示した。

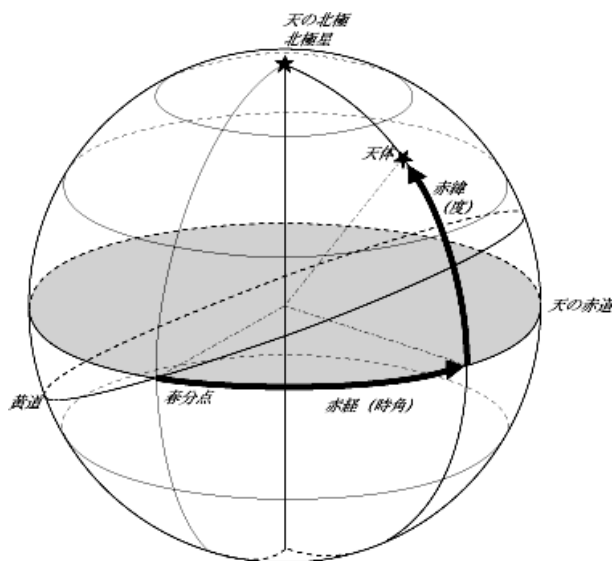


図 3.13: RADEC 座標画像 [41]

赤緯 (Declination:DEC) は度単位で表される。地球の赤道を天球面に投影したものを天の赤道とよび、赤緯 0 である。また地軸を北極方向、南極方向に延長し天球に交わる点がそれぞれ赤緯 90° 、 -90° である。赤経 (Right Ascension:RA) は、経線は赤緯 90° 、 -90° を結んだ線で時単位で表される。基準 (赤経 0 時) は春分点で 6 時、12 時、18 時は順に夏至点、秋分点、冬至点である。

本研究の目標天体である重力波可視赤外対応天体は 1.1.1 節で記したように短い期間で急増光、急減光する。そのため撮像を行った画像に赤経赤緯座標を貼り付け、サーベイされている同じ赤経赤緯座標のカタログと比較して突発天体の有無を確認する。

3.2 重力波フォローアップ観測試験

前頁で記したシステムの動作確認を行うために、実際に重力は望遠鏡から昨年 12 月 19 日に Listener.py が受け取ったテストアラート M266372 のリストを用いて、昨年 12 月 24 日の午前 4 時 56 分-午前 5 時 34 分に試験観測を行った。当時の観測条件は悪く、時間とともに天候が悪化していった。

3.2.1 観測

HowPol での試験観測は 2015 年に行われており、本研究ではまだ行われていなかった HONIR での試験観測を行った。hnexp_GWmode.py に skyprob.M266372.ascii を引数にとって時間が早い順に GL045345+633606、GL051910+652812、GL060305+644858 をそれぞれ J,R の 2 バンドで同時撮像観測した。観測した天体、各バンドでの撮像枚数を 3.1 に示した。

天体名	GL045345+633606	GL051910+652812	GL060305+644858
J バンド	10(600)	8(480)	3(180)
R バンド	8(600)	2(150)	4(300)

表 3.1: 撮像枚数 [枚](露出時間 [sec])

1 枚の積分時間は J バンド 60 秒,R バンド 75 秒の 10 点ディザで撮像し、それぞれ総積分時間で 600 秒,750 秒積分する予定だったが、当時の観測条件が悪かったため撮像枚数が減っている。また可視光領域 (J バンド) と赤外線領域 (R バンド) で露出時間が違うのは 2 色同時に撮像しており検出器の読み出し時間が異なるために生じた差異である。図 3.14 には HONIR で撮像された天体各バンド 1 枚の画像を示す。

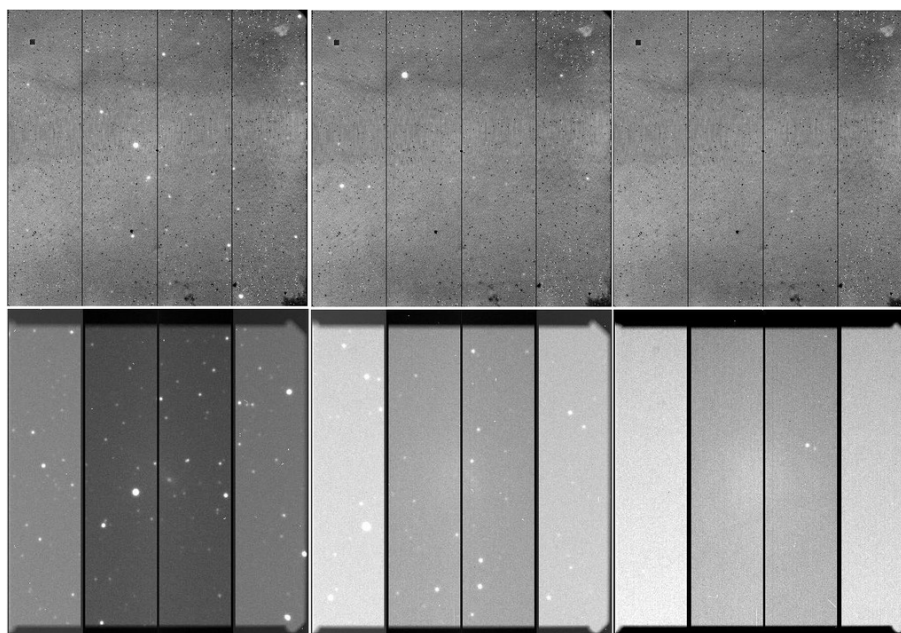


図 3.14: HONIR で撮像した生データ (上段:J バンド、下段:R バンドで左から順 GL045345+633606、GL051910+652812、GL060305+644858)

一次処理, WCS 貼り付け

図 3.14 は生データである。HONIR データに対する一次処理、WCS の貼り付けまでのデータ解析パイプラインはすでに整備されている。これは観測翌日の正午頃に一次処理、WCS 貼り付けの処理を行なってくれるというものである。これを用いて一次処理を行った画像が J バンド、R バンド各天体の画像が図 3.15 である。

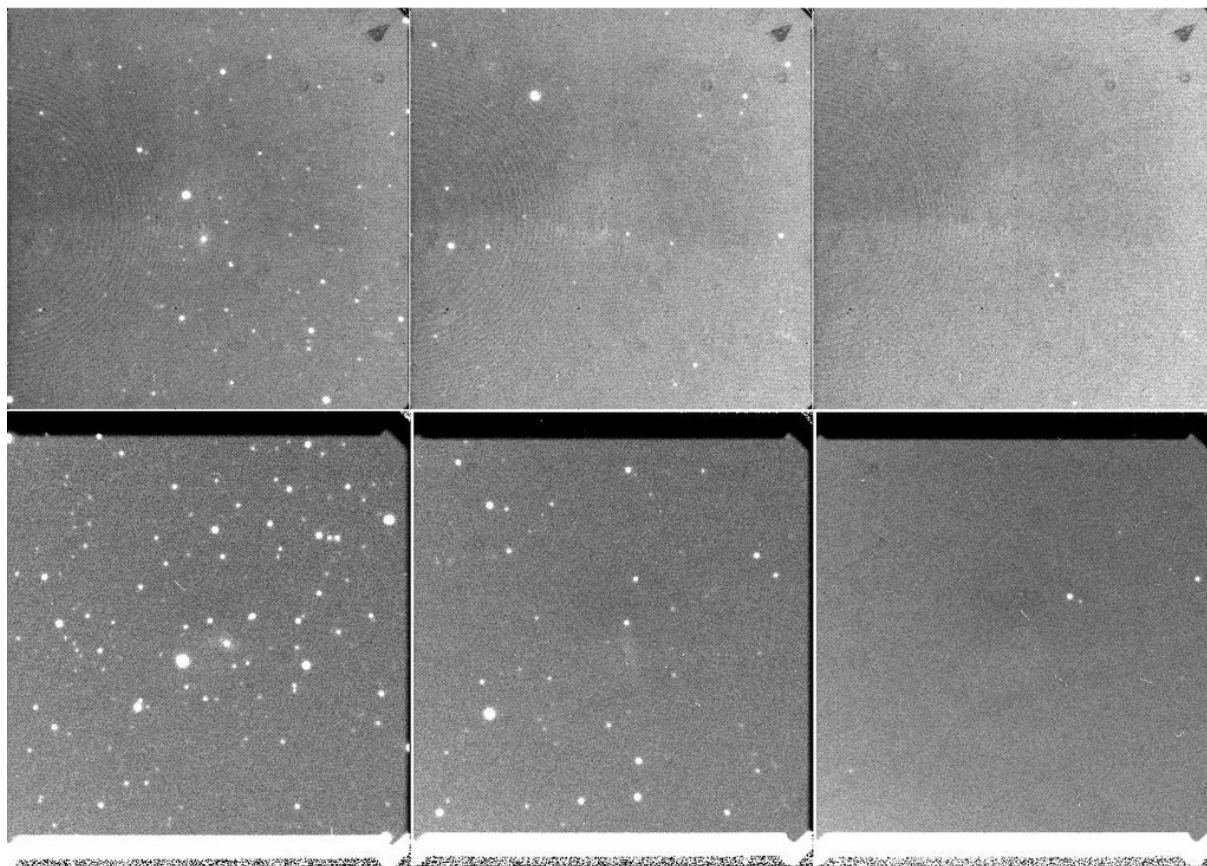


図 3.15: 1 次処理画像 (図 3.14 と同順)

スカイ引きとディザリング画像の積分

1 次処理後のスカイ作成をするラインが整備されていなかったため、本研究にてスカイを作成するラインを構築した。加えて、本研究ではディザリング撮像を行なっているため、それらの画像をディザリングの移動量分シフトし足し合わせることによって実効的な積分時間を長くすることができる。そこで限界等級を深くし、より暗い天体を探索できるようにスカイ引きとディザリング画像の合成プロセスを追加した。ここでは代表的に GL045345+633606 の画像を用いて、説明していく。(画像の解析には IRAF を用いた。)

Jバンド

本研究ではRバンドのスカイをディザリング画像の中央値を取ることによって、作成した。赤外線のスカイは時間変動が大きい。そのためディザリングする短い時間(本研究では60秒)でもスカイは大きく変動する。それらの画像で単純に中間値を取るだけでは図3.16のように薄っすら花がら模様がある画像になってしまう。

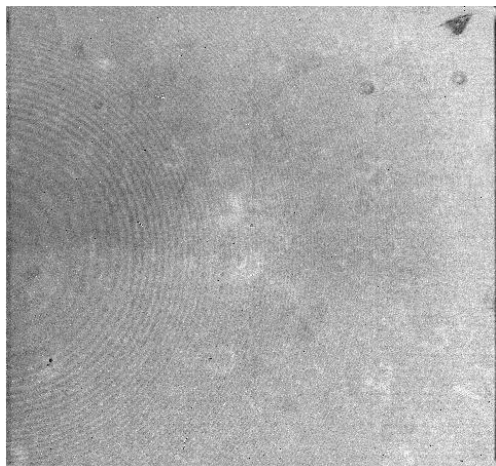


図 3.16: 花がらが生じるスカイ



図 3.17: 図 3.16 でスカイ引きした画像

仮に図3.16でスカイ引きした場合、図3.17のように花がらで天体とかぶっていない部分がよりカウントが減ってしまい、人工的にムラができてしまう。この花がらをなくすためにディザリングした画像をスケールリングする。ディザリングした画像の中から一枚選び、imstatでスカイの平均値を求める。この平均値を基準とし他の画像のスカイがその基準になるようにimarithでスケールリングする。そしてスケールリングした画像で中間値を求めることによってスカイを作成する。上記操作で作成したスカイ、スカイ引きした画像が図3.18である。スカイ引きした画像に図3.17のようなムラは残っておらず、スカイが引きができたことがわかる。

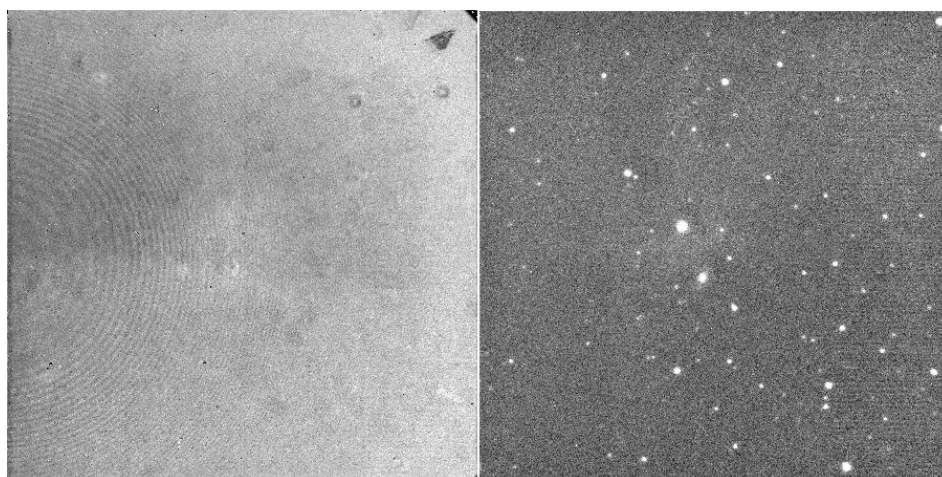


図 3.18: 左:スカイ, 右:スカイ引きした画像

次にスカイ引きした画像を用いてディザリングした画像を積分する。自明であるがディザリングした複数枚の画像はそれぞれ何秒角かずれているため、単純に足し合わせるだけでは図 3.11 のようになるため意味がない。そこで任意の天体を 1 つ決め、それぞれの画像で `imexam` で測光し天体の CCD 座標を取得する。そして任意の一枚の画像を決め、その画像の座標を取得した天体に重なるように他の画像を `imshift` でシフトする。(図 3.19 の左画像) このシフトした画像をすべて足し合わせた画像 (図 3.19 の右画像) は各画像の積分時間を積分した総積分時間になり、限界等級が深くなる。よって 1 枚で見られなかった暗い天体が見えるようになる。ただし、シフトした分、画像に写る領域は小さくなる。図 3.19 の右の画像は `shift` して無意味になった領域を `imcopy` でトリミングしている。上記操作を行なって、ディザリングした画像を積分した画像を図 3.19 に示す。

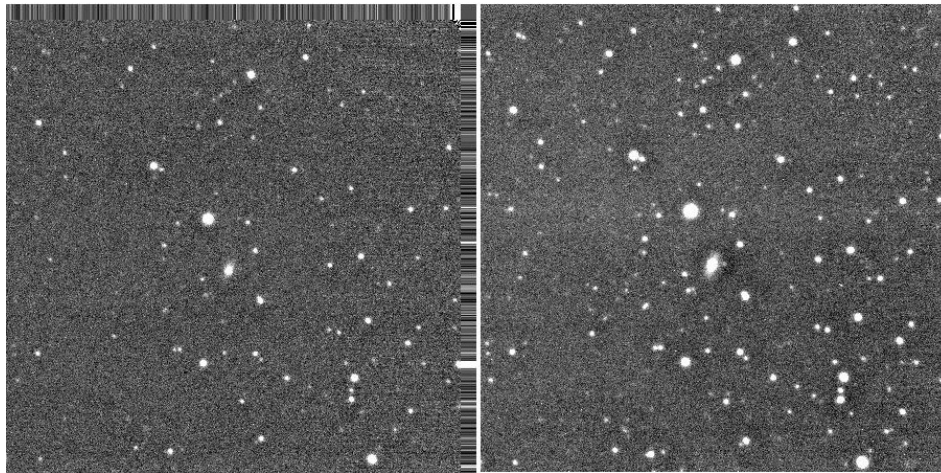


図 3.19: 左:shift した画像, 右:積分した画像

R バンド

本研究ではスカイを関数でフィッティングすることによって R バンドのスカイを作成した。R バンドでは `fits` ファイル上下端の部分は光が当たっていない部分であるため、そのままフィッティングすると関数がある領域のカウントに引きずられる可能性がある。そのため埋もれている領域を `imcopy` でトリミングし、埋もれている領域をなくしてからフィッティングを行った。フィッティングは `imsurfit` で行い、3 次スプライン関数 (CubicSpline) でフィッティングすることでスカイを作成した。スプライン関数とはある区間ごとに式を求めることで多項式で近似し、 n 次多項式で補間することで求められる関数であり、3 次多項式で近似したものを 3 次スプライン関数と呼ぶ。3 次スプライン関数は式 3.1 で表される。[43]

$$S_j(x) = a_j(x - x_j)^3 + b_j(x - x_j)^2 + c_j(x - x_j) + d_j \quad (3.1)$$

フィッティングして作成したスカイとスカイ引きした画像を 3.20 に示した。

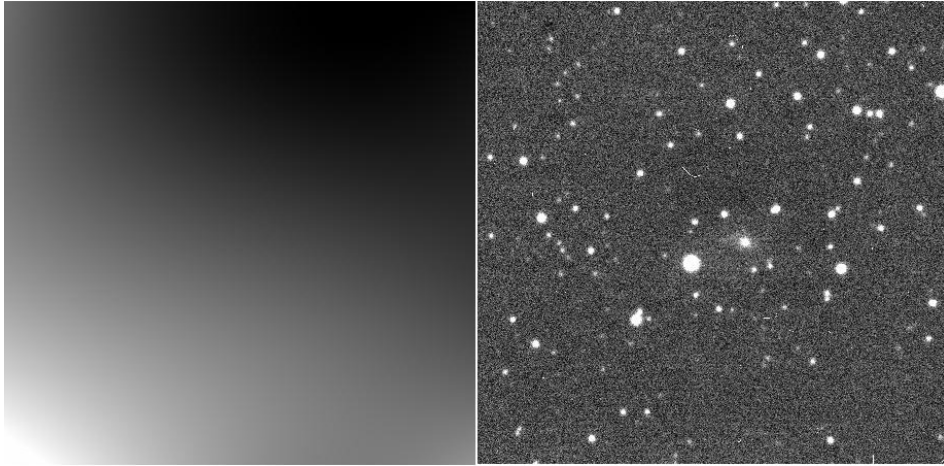


図 3.20: 左:スカイ, 右:スカイ引き画像

そして、Jバンドと同様の過程でディザリングした画像から積分画像を作成した。(図 3.21)

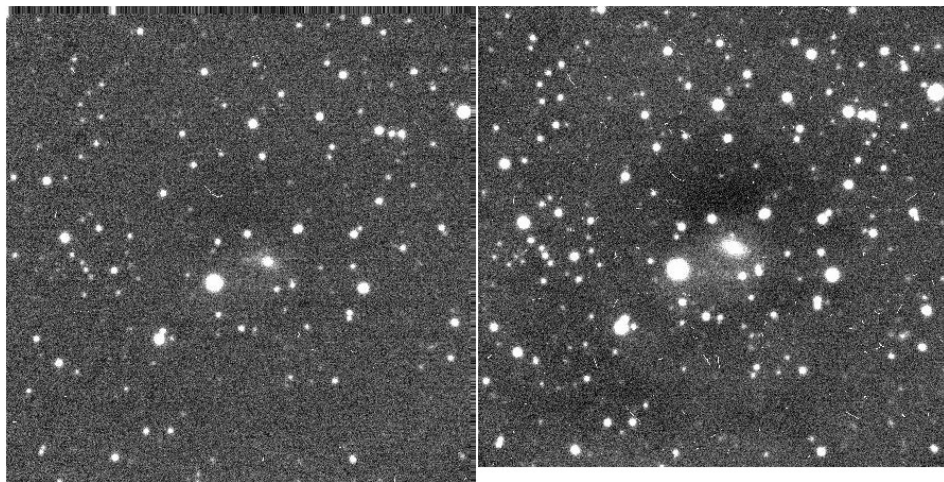


図 3.21: 左:shift した画像, 右:積分した画像

上記方法により、GL051910+652812、GL060305+644858 の積分画像を作成した。(図 3.22)

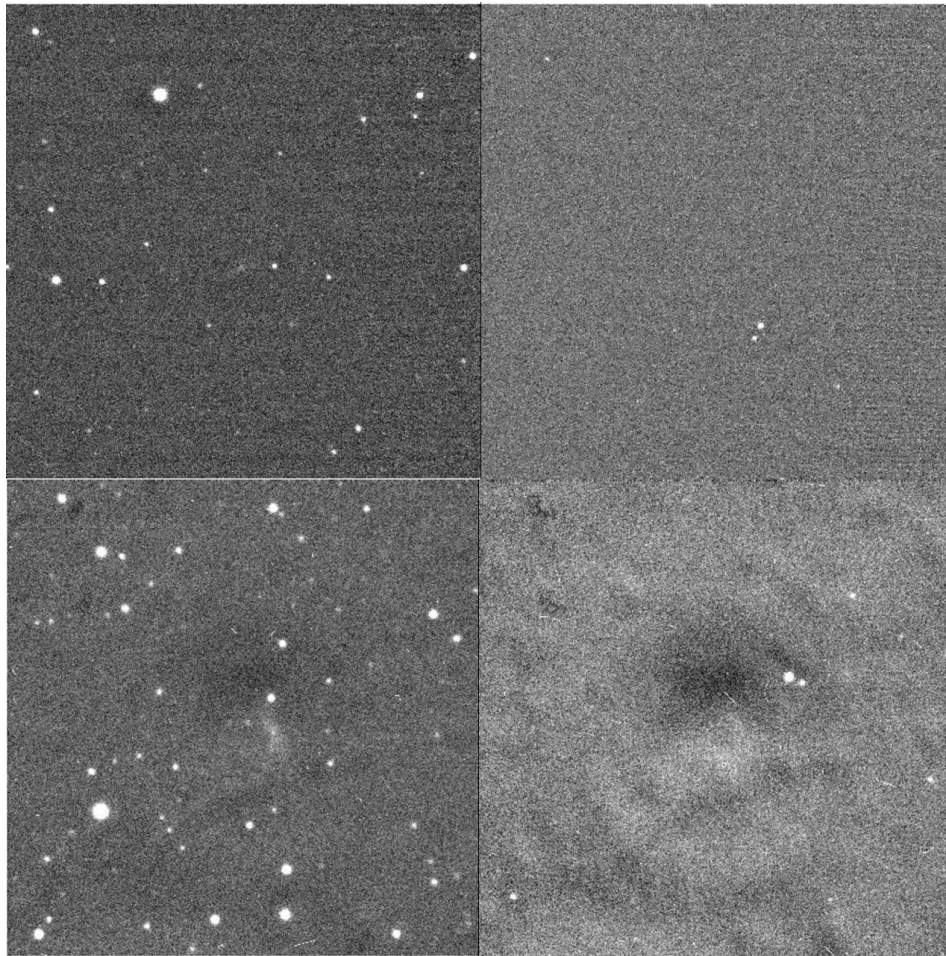


図 3.22: GL051910+652812、GL060305+644858 の積分画像 (上:J バンド, 下:R バンド)

3.2.2 解析結果

GL045345+633606, GL051910+652812 の限界等級と差分画像の解析を行った。
(GL060305+644858 は条件が悪かったため、解析を行うことができなかった。)

限界等級

2.2.3 節で述べた方法と同じ方法で限界等級を求めた。シーイング、アパーチャー、積分時間そしてシーイングをバンドごとに表 3.2, 表 3.3 にまとめた。

天体名	GL045345+633606	GL051910+652812
露出時間 [s]	600	480
シーイング [arcsec]	3.61	3.85
アパーチャー径 [arcsec]	10.10	10.78
限界等級	18.28	16.26

表 3.2: J バンドの限界等級

天体名	GL045345+633606	GL051910+652812
露出時間 [s]	600	150
シーイング	4.43	4.99
アパーチャー径	12.40	13.98
限界等級	20.26	18.92

表 3.3: R バンドの限界等級

測光原点は J バンド、R バンドそれぞれ 2MASS、USNO-B1.0 のカタログを用いて求めた。
両バンドとも時間が経過するに伴ってシーイングは大きく、限界等級は浅くなっておりこれは実際の天候が悪化していることに一致する。

差分画像

重力波天体は突発天体であるため既存のカタログ画像との比較が重要であり、カタログ画像との差分をとることで重力波天体の有無を確認する。

差分画像に写る天体

差分画像に写る天体、現象として下記のものが挙げられる。

1. コンパクト星連星
2. ガンマ線バースト (GRB)
3. 活動銀河核 (AGN)
4. 超新星爆発

5. 変光星
6. 小惑星
7. 彗星

1~5 は光度の時間変動が激しい天体であり、それぞれタイムスケールが異なる。6,7 は突発天体ではないが、距離が近い領域で写ってしまうことがある。

差分スクリプト

現在のシステムには赤外線領域のバンドでは 2MASS(付録参照) のカタログ、可視光領域のバンドでは SDSS(付録参照) のカタログとの差分画像を作成する `twomass_imsb.py,sdss_imsb.py` というスクリプトがある。本観測ではこれらを用いて差分画像を作成し、解析する。これらのスクリプトは画像から RADEC を取得しその座標を元に画像を各カタログのホームページから HONIR の視野角である 10×10 [arcmin²] 分の画像をダウンロードする。その画像を比べたい画像のカウントにスケージングし、PSF フィッティングすることで差分画像を作成するスクリプトである。

ただし今回撮像した領域は SDSS カタログに含まれておらず、差し引くカタログの画像を入手することができなかつたため、R バンドでの差分画像を作成することができなかつた。よって本研究では J バンドのみで差分画像を作成した。

差分画像の作成

差分スクリプトを用いてダウンロードしたカタログ画像と積分画像からカタログ画像を引いた差分画像を図 3.23,3.24 に示す。

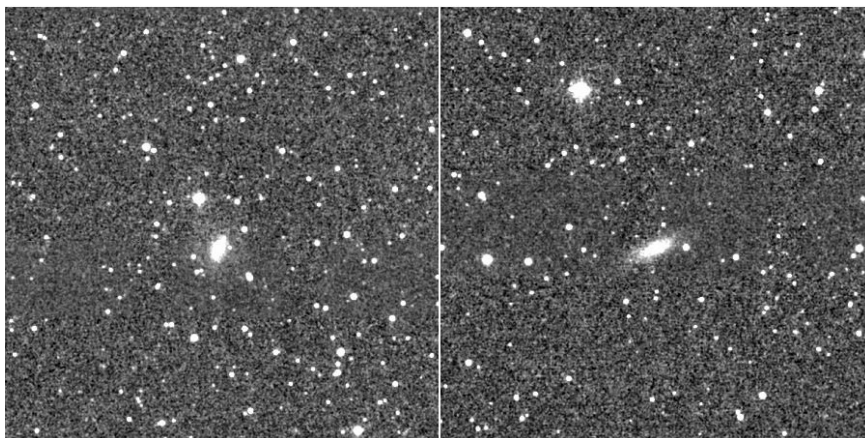


図 3.23: カタログ画像 (左:GL045345+633606, 右:GL051910+652812)

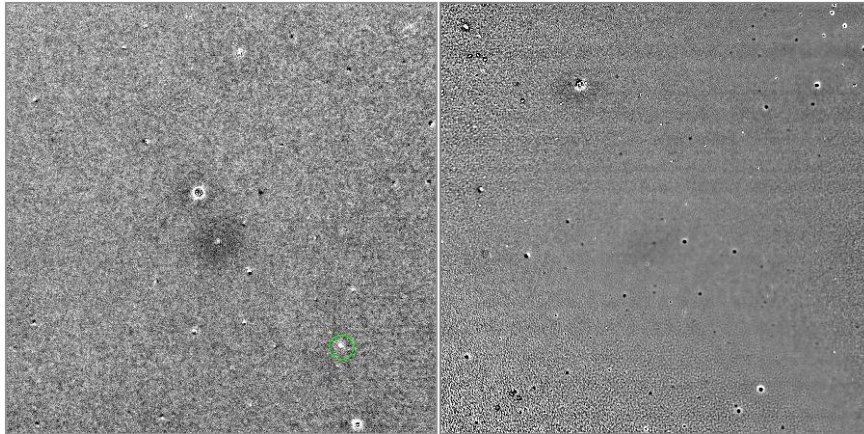


図 3.24: 差分画像 (左:GL045345+633606, 右:GL051910+652812)

そこで図 3.24 を用いて、目視で明るい突発天体がないか確認する。まず両画像とも中心部分が暗くなっている天体を確認できる。これは差分スクリプトの PSF フィッティングの不完全性によるものだと考えられるため突発天体ではない。これらを除いたもので明るい天体を探す。

GL051910+652812 右の GL051910+652812 の差分画像には明るい天体は写っておらず突発天体は確認できない。次に左の GL045345+633606 の差分画像だが、中心から右下部分に明るい天体を確認できる。これらを拡大した画像を図 3.25 に示す。

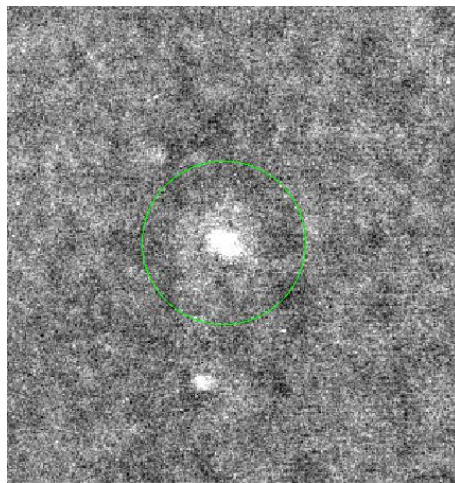


図 3.25: 明るい天体を拡大した画像

この明るい天体がどのような天体か、上記の 7 つの候補から考察する。観測当時 GRB アラート、重力は天体アラートは検出されいなかったため 1,2 の可能性はなくなる。また天体の位置座標から SIMBAD(付録参照)などの天体検索エンジンにかけてみたところヒットしなかったため、3,4 も両天体の候補から外れる。そして残るのが 5~7 である。

まず変光星について考える、カタログ画像(図 3.23)と積分画像(図 3.19)を確認してみると両方とも天体は写っている。そのためこの未知の天体は若い恒星であることが推測され、恒星の中でも光度が変化する変

光星である可能性がある。

次に小惑星について考える。小惑星は太陽系小天体であり、惑星、準惑星につづく大きさの星のことである。図 3.25 より天体は左右に伸びているように見える。これは小惑星が恒星の前を通ることによって像が伸びてしまい、伸びた分カウントが残ってしまった可能性がある。

最後に彗星について考える。彗星とは太陽系小天体の一種であり、太陽に近づくことでガスが流出することで尾を引くように輝く天体である。そこでたまたま彗星が恒星の前を通りその分のカウントが乗ってしまい、像が残った可能性がある。

以上考察より、差分画像で残った未知の天体が変光星か、小惑星か、彗星のいずれかであることが推測される。

3.3 試験の評価と考察

HONIR の重力波フォローアップにて、アラートが来てから観測までのプロセスは、問題なく行うことができることを確認することができた。ただ改善点としては HONIR は自動観測システムが導入されていないため、アラート検出から観測実行までのラグが生じてしまう。ラグは観測者が生成された銀河リストを HowPol PC から scp で転送し、hnexp.GWmode.py を実行するまでの時間であり、少々手間である。また重力波天体という短い時間で変化する突発天体を観測する以上、できる限り時間をロスすることを避けるべきである。そのため今後は、HONIR の自動観測システムを導入するべきであることが改善点として挙げられる。

次に観測後の解析の面で評価する。未整備であったスカイ処理、限界等級の算出のスクリプトを作成し一次処理、WCS 貼り付け、スカイ処理の画像加工からの限界等級の算出、差分画像の作成までのラインはひと通り構築することができた。その中でも問題点が 2 つ見つかった。

1 つは可視光領域の差分画像の作成である。可視光領域の差分画像を作る SDSS のカタログ画像には不足があることである。本観測に向けて天球のどの領域でも差分画像が作成できるようにしておかなければならない。そこで、新しく SDSS が網羅していない領域を補完するとして考えているカタログが PanSTARRS カタログというものである。PanSTARRS は可視光領域で我々が観測する北半球で観測される領域の天体をほとんど網羅しているため、SDSS が網羅していない領域を補完するには最適であるといえる。

2 つ目は即時解析ができないことである。そのネックになっているのが一次処理、WCS 貼り付けのラインと翌日の正午に行われ解析がそれ以降になるというものである。またスカイ処理がほとんど手動であり、位置決定精度の低い重力波天体の観測ではとにもかくにもより多くの銀河を観測することになる。今回のような 3 天体だけであれば大した作業ではないが、実際観測する銀河の数は数十スケールなのでこれを手作業となると大変骨が折れる作業になる上に時間も費やしてしまう。

即時解析が必要な理由としては観測中に即時解析を行った結果、候補天体を発見したならばその天体を追観測しより長い時間変動を捉えたりメリットがある。まためばしい解析結果が出た際に、J-GEM のメーリングリストで情報を共有することで J-GEM 内で議論しあい、アラート当日の観測はできずとも翌日の観測にむけて J-GEM 全体で方向性を決めることができるというメリットがある。そのため重力波天体の観測において即時解析は大変重要である。そこで即時解析を実現するためにも、今回構築したラインを改造し各銀河観測終了後に一次処理、スカイ処理、WCS 貼り付けの流れを自動的に行うパイプラインを構築することが必要である。

第4章 まとめと今後の予定

4.1 HinOTORIの性能評価

星像評価

星のPSFをFWHMで特徴づけることで詳細にI_cバンドの光学系の輸送に伴う問題の有無を確認した。11種の焦点位置で撮像された画像からベストフォーカスが3.784[mm]であることを求め、ベストフォーカス近傍の画像でFWHMで特徴付けたPSFの二次元ヒストグラムを作成した。(図4.1)

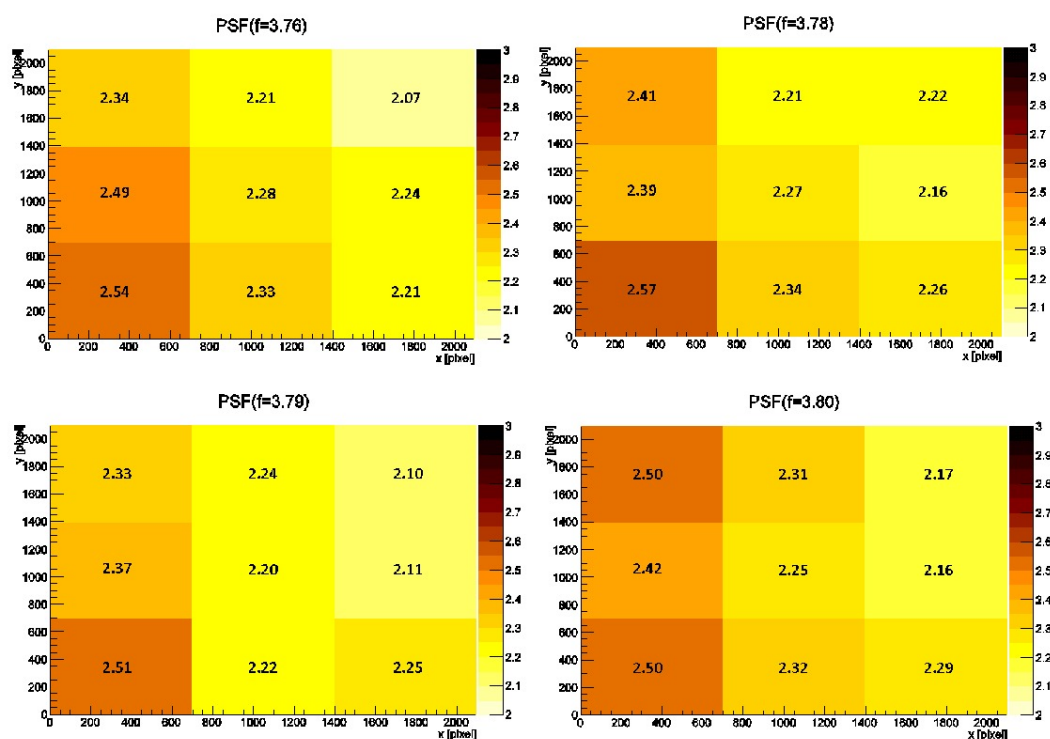


図 4.1: 9つの領域それぞれで平均値をとった二次元ヒストグラム(カラーはFWHMを表す)

上図からわかるように $x \leq 700$ より小さい領域でFWHMが大きくなっている。これによって光学系に問題があることが明らかに、このままでは観測に支障がでてしまう。そのため問題の原因解明と解決が急務になる。原因は光学系を構成する主鏡、副鏡、補正レンズのいずれかであることが予測されるため、今後は各構成要素に応じた物理的検証を行い、原因を特定した後解決しなければならない。

ハルトマンテスト

収差をハルトマンテストで評価した。焦点内像 7 枚, 焦点外像 5 枚からハルトマン孔の座標を取得し計 70 パターンのハルトマンテストを行った。求めたハルトマン定数を表 4.1 に示す。

ハルトマン定数 [arcsec]	
先行研究	0.60 ± 0.05
本研究	0.67 ± 0.05

表 4.1: 先行研究と本研究のハルトマン定数 [14]

表 4.1 より、先行研究と比較してみると双方のハルトマン定数は誤差の範囲で一致しており中国から日本への輸送される際に I_c バンドの光学系に大きな問題は生じていないことを確かめることができた。

限界等級

Landolt 領域の標準星から測光原点をもとめ、 $SN=5,10$ のときの限界等級を算出した。4.2 そして、他の望遠鏡の限界等級と比較した。

露出時間 [s]	SN=5 での限界等級	SN=10 での限界等級
1	15.9	15.1
60	19.2	18.5
90	19.5	18.7
120	19.6	18.9
540	20.5	19.7

表 4.2: HinOTORI 望遠鏡の I バンドにおける限界等級

MiTSuME 望遠鏡, かなた望遠鏡の限界等級と比べると阿里のシーイングが日本のシーイングに比べて大変良いものであることが明らかになった。

4.2 かなた望遠鏡の重力波フォローアップ試験

本研究では HONIR の重力波天体の観測パイプラインの動作確認を行い、観測における問題は無いことがわかった。また観測後の解析では未整備であったスカイ処理、限界等級の算出、差分画像のラインを構築し、本観測に向けて準備を最低限整えた。しかし、その中でもいくつかの改善すべき問題がわかった。

- HONIR での自動観測システムの構築
- PanSTARRS の差分画像作成スクリプト
- 即時解析パイプラインの作成

以上、かなた望遠鏡での重力波フォローアップにおける今後の課題である。

謝辞

本研究にあたって、協力して下さった皆様には大変感謝しております。まず指導教官の吉田先生。

吉田先生には天文学についてはもちろんですが、それ以上に一研究者としての研究する姿勢について、大きく教えてもらいました。僕自身、吉田先生に研究とは、というメールを受けるまでは正直に言うと研究している実感がなく吉田先生のおっしゃる通りの現状でした。あのメールがすべてを変えたというわけではありませんが、僕の中ですごく心に残っています。今後もこの気持ちは絶対に忘れず、大学院に入って日々研究に邁進していきたいと思えます。ありがとうございました。

次にもう一人の指導教官である内海先生。内海先生は他の人から見たらかなり厳しめに見られているみたいですが、僕はそうとは思いませんでした。確かに、不定期にドカンってドアを開けてほぼ真顔で「終わったー？」って入ってくる日々はすごく心臓に悪かったです。僕が部屋に戻ってきた時に僕の椅子に座っているのも恐怖ではありました。とはいっても、よく部屋を訪ねた時の反応を隣人から聞いた時。とはいっても良く部屋を訪ねていただいて僕がわからないところを教えてくださいました。また、僕自身の性格起因のもの含めてなにかしら急ぐときが多く、内海先生不在のときはメールで質問したのですが、平日休日場所も問わず、24時間いつでも返事をいただいていたと思えるくらいすぐに何行にも渡る的確なアドバイスをいただきました。それもこれも生徒への鞭(愛)によるものだと思っています。ありがとうございました。

また先輩方。先輩方にはプログラミングや望遠鏡の仕組み、などの基本的な知識が不足していた自分の意味不明な質問によく付き合ってもらい問題を明確にし的確なアドバイスをいただきました。ありがとうございました。

4年生の皆様。4年生の皆には元気をいただきました。僕自身よく病み状態になることが多いのですが、皆と話したり戯れることによってすぐに元気になりました。ありがとうございました。

他にも多くの方々のサポートの上で、本研究を行うことができました。ありがとうございました。

参考文献

- [1] 吉田道利氏より直接提供
- [2] <http://gigazine.net/news/20160212-ligo-detect-gravitational-wave/>
- [3] Hulse,R.A. and Taylor,J.H.,1974,The Astrophysical Journal Letters,191,L59
- [4] Abbott B. P., et al., 2016, PRL 116, 061102
- [5] Hotokezaka K., et al., 2013, Physical Review D 87,024001
- [6] Bauswein A., Goriely S., Janka H.-T., 2013, ApJ 773,78
- [7] Goriely S., et al., 2011, ApJ 738, L32
- [8] Wanajo S., et al., 2014, ApJ 789, L39
- [9] 和南城伸也,2014, 天文月報 107 7 月
- [10] Tanaka M., Hotokezaka K., 2013, APJ775, 113
- [11] 田中雅臣,2016, 天文月報 109 11 月
- [12] 佐々木敏由紀,2015, 天文月報 108 8 月
- [13] <http://hinotori.hiroshima-u.ac.jp/Instrument/>
- [14] 瀧本絵里香, 卒業論文 (広島大学,2014)
- [15] 神田展行,2017, 天文月報 110 1 月
- [16] 内海洋輔,2017, 天文月報 110 1 月
- [17] <https://www.hiroshima-u.ac.jp/hasc/introduction>
- [18] <https://www.hiroshima-u.ac.jp/hasc/institution/telescope/abstract>
- [19] 宇井崇紘, 卒業論文 (広島大学,2012)
- [20] <http://hasc.hiroshima-u.ac.jp/instruments/summary.html>
- [21] 岡山天体物理観測所 50 周年記念誌, 自然科学研究機構 国立天文台 岡山天体物理観測所
- [22] 沖田博文, 修士論文 (東北大学大学院,2009)

- [23] 千代延真吾, 卒業論文 (広島大学,2005)
- [24] J.S. Lawrence et al. 2004, Nature, 431, 278L
- [25] 東広島天文台 1.5m かなた望遠鏡サイト調査書 2004
- [26] http://www.nhao.jp/tsumu/lecture/Welcome_files/第6章.pdf
- [27] Wynne, Astrophysical Journal, vol.152, p.675
- [28] http://www4.tokai.or.jp/optomecha_engin/kotae.html
- [29] 三浦則明 馬場直志,1998, 天文月報 91 7 月
- [30] 家正則 他編,MA シリーズ現代の天文学 宇宙の観測 15 光赤外天文学, 日本評論社
- [31] JOHN R・TAYLOR 著 林茂雄・馬場涼 訳, 計測における誤差解析入門, 東京化学同人
- [32] <http://www.ioa.s.u-tokyo.ac.jp/kmotohara/30cm/jisshu2008/report/2008uchiyama.pdf>
- [33] <http://www.tanaka-opt.co.jp/improve-snr.html>
- [34] <http://www.fcaglp.unlp.edu.ar/egiorgi/cumulos/herramientas/landolt/sa107.htm>
- [35] Michitoshi Yoshida et al, 2016, ASJ, vol, No.
- [36] <http://oister.oao.nao.ac.jp/instruments/imaging/>
- [37] <http://www.ioa.s.u-tokyo.ac.jp/TAO/intro/intro4.html>
- [38] <http://www.oao.nao.ac.jp/public/telescope/tel50/>
- [39] http://www.ced.is.utsunomiya-u.ac.jp/lecture/2005/prog/common/flow_guide.pdf
- [40] <http://www.kusastro.kyoto-u.ac.jp/iwamuro/LECTURE/OBS/atmos.html>
- [41] <https://www.astroarts.co.jp/alacarte/kiso/kiso02-j.shtml>
- [42] <https://ja.wikipedia.org/wiki/赤道座標>
- [43] <http://www5d.biglobe.ne.jp/stssk/maze/spline.html>
- [44] <https://gracedb.ligo.org/>
- [45] <https://www.lsc-group.phs.uwm.edu>
- [46] <https://gcn.gsfc.nasa.gov/>
- [47] <http://iraf.noao.edu/>
- [48] <http://www.astromatic.net/software/sextractor>
- [49] <https://ja.wikipedia.org/wiki/2MAS>

- [50] <http://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/2mass.html>
- [51] <http://skyserver.sdss.org/edr/jp/sdss/>
- [52] http://www.isas.jaxa.jp/docs/PLAINnews/179_contents/179_1.html
- [53] <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- [54] <http://panstarrs.stsci.edu/>

付録

GraceDB

GraceDB(Gravitational Wave Candidate Event Database) とは重力波望遠鏡からの重力波候補イベントを整理して、フォローアップ情報を記録するためのシステムである。このシステムの目的は2つある。目的の1つは重力波解析の手助け、1つはマルチメッセンジャー天文学の促進である。GraceDBはLIGO/VirgoコミュニティのLIGO Scientific Collaborationによって現在開発されてきている。[44][45]

GCN

GCN(Gamma-ray Burst Coordinates Network) とは以前は人工衛星によってガンマ線バーストが検出されたときに地球に通知を送り位置情報を配布するためのシステムであった。しかし、今現在では整備が進み重力波イベント用にも整備されている。GCN circulars では世界各地でフォローアップされたガンマ線バースト、重力波などの突発天体のレポートを公開している。[46]

IRAF

IRAF(Image Reduction and Analysis Facility) はアメリカ国立光学天文台によってサポートされており、天文の fits 画像の解析を行うためのソフトウェアでまた多くの OS で利用できることもあり汎用性が高い。最新版の IRAF V2.16 は 2012/4/22 にリリースされており、<http://iraf.noao.edu/> からダウンロードすることができる。[47] そこで本研究で使用した iraf 上で実行するコマンドについて以下に記した。

- imexam: 測光するコマンドである。座標、機器等級、カウント、いくつかの fitting 関数での FWHM やピークを出力する。
- imstat : imexam 同様に測光するコマンドである。しかし画像の点で測光する imexam とは異なり、imstat は1枚の画像そのものを測光し総 pixel でのカウントの平均値、標準偏差、最小値、最大値の統計的な量を出力する。
- imcopy : 画像のトリミングを行うコマンド。引数を 0 にとることで複製することもできる。
- imarith : 複数の画像同士の単純な四則演算を行うコマンド。
- imsurfit : 画像に写っている天体をマスクし、デフォルトので定められた関数で fitting をすることでバックグラウンドの画像を取得する。

- imcombine : 複数の画像を比較するコマンド。対象の画像の各ピクセルの中央値や平均値、最頻値を取得した画像、積分した画像等作成するコマンド。

SExtractor

SExtractor とは天文の画像から天体を検出して測光等を行うことができるフランスで開発された解析ソフトである。IRAF が 2000 年にファーストリリースにされたの比べて、SExtractor は 1996 年にファーストリリースされ IRAF より古い時代からあるソフトウェアである。最新版は V2.19.5 であり、<http://www.astromatic.net/software/sextractor> よりダウンロードすることができる。SExtractor は基本的に sex コマンドで動き、設定ファイルである default.sex でパラメータを読むことで天体の自動検出、測光を行う。[48] 本研究では CATALOG_NAME、DETECT_THRESH、DETECT_MINAREA3 つのパラメータを用いた。各パラメータについて以下に記した。

- CATALOG_NAME : 出力するファイル名を設定するパラメータ。
- DETECT_MINAREA : 天体として検出する最小のピクセルの大きさ。
- DETECT_THRESH : バックグラウンドに threshold をかける時の値。(σ 単位)

2MASS

2MASS(Two Micron All-Sky Survey) とは 1997 年から 2001 年までにアメリカの研究機関で実施された近赤外線領域 (J($1.235\mu\text{m}$), H($1.662\mu\text{m}$), K_s($2.159\mu\text{m}$) バンド) での全天サーベイを目的としたプロジェクトである。観測は北半球はアメリカのアリゾナ州にある Fred Lawrence Whipple 天文台と、南半球はチリの Cerro Tololo Inter-American Observatory に設置した 1.3m 望遠鏡を用いて行われた。全天領域での天体のカバー率はほぼ 100% であり、得られたデータと画像はウェブに公開されている。[49][50]

SDSS

SDSS(Sloan Digital Sky Survey) とは可視光領域 (u'($3.543\mu\text{m}$), g($4.770\mu\text{m}$), r($6.231\mu\text{m}$), i($7.625\mu\text{m}$), z($9.134\mu\text{m}$) バンド) で全天の 1/4 の領域をサーベイしカタログ化したプロジェクトである。観測は 1999 年からアメリカのニューメキシコ州にあるアパッチポイント天文台の 2.5m 望遠鏡で行われ、2005 年にプロジェクトの目標であった全天の 1/4 の領域の観測を終了した。また目標達成の後、今まで以上のより広い範囲の星を観測をする SDSS- II が開始されている今現在も観測が続いている。得られたデータと画像はウェブに公開されている。[51][52]

SIMBAD

SIMBAD(Set of Identifications, Measurements and Bibliography for Astronomical Data) は SDSS や、2MASS などのカタログや論文、等の文献を元に天体とその情報 (位置座標, 等級, 赤方偏移, 大きさ..etc) を記録したデータベースである。フランスの Strasbourg Astronomical Data Center によって管理されている。SIMBAD は日々アップデートされており、2/7 日現在約 910 万の天体が記録されている。[53]

PanSTARRS

PanSTARRS(Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System) とは可視光領域 (g,r,i,z,y バンド) の広視野における天球の天体の画像化プロジェクトであり、ハワイ大学天文学研究所によって管理されている。観測はハワイにあるハレアカラにある PanSTARRS1 という 1.8m 望遠鏡を用いて行われている。PS1 で観測されたデータは Space Telescope Science Institute(STScI) にアーカイブされている。[54]