

2022年度 修士論文

銀河磁場探査のための可視偏光サーベイ
観測データリダクションシステムの開発

広島大学 先進理工系科学研究科 先進理工系科学専攻 物理学プログラム
高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

M211016 中村 謙吾

主査：川端 弘治

副査：岡部 信広

副査（他プログラム）：藪田 ひかる

2023年2月28日

概要

銀河系内の星間ガスは一部電離しており、銀河磁場によってその運動が制限される。銀河磁場のエネルギー密度は、星間ガスの内部エネルギーをはるかに凌ぎ、領域によっては星間乱流の運動エネルギーも凌駕するほどで、銀河進化に大きな役割を果たしていると考えられている。しかし、磁場を直接測定することは困難であり、銀河スケールでの磁場構造は未だよくわかっていない。遠くの星の光が星間媒質を通過してやってくる際、星間磁場によって整列した非球状ダスト（固体微粒子）による偏光選択的な減光を受けることで、星間磁場と平行な方向に偏光する星間偏光を生じることが知られており、星間磁場の数少ないプローブとなっている。近年、位置天文衛星ガイアの登場により、個々の星の距離を正確に知ることができるようになった。偏光はベクトル的な可算性を持つことから、空間的に密に多数の星の偏光を観測して、距離分解することで、銀河内の三次元的な磁場構造を導き出すことも期待されている。

広島大学宇宙科学センターでは、北天球を掃天する可視偏光サーベイプロジェクト SGMAP を推進している。そのパイロット的な観測として、我々は東広島天文台の 1.5 m 望遠鏡と可視赤外線同時観測装置 HONIR を用いて、銀河面中を比較的遠くまで見通せる領域の偏光観測を実施し、そのデータを効率良くリダクションする専用のパイプラインを整備して信頼性の高い偏光マップを作成し、銀河磁場構造を探ることを目指した。これまでに観測を実施した領域は、銀河中心方向に近く、いて座渦状腕を見通す領域と、反銀河中心方向の、おうし座-ペルセウス座分子雲複合領域である。このうちいて座渦状腕領域は、銀河中心に近く、星が豊富に存在すると共に、距離に応じて星間吸収がゆるやかに増加するため、遠くまでの恒星サンプルが得られ、距離ごとの偏光成分の分離を試みる好対象として選定した。私は、これらの観測とその後の個々の星の偏光データを算出するまでのリダクション全般を担当した。HONIR の観測データのリダクションを行うパイプラインはこれまで、10 分角×10 分角の視野中心付近のごく少数の星の偏光測定を行うものはあったが、視野全面にわたる多数の星の偏光測定を行うものはまだ実用化されていなかった。HONIR の偏光観測は、常光像と異常光像の重なりを防ぐため、望遠鏡焦点面に細長い短冊状の開口が並んだ視野マスクを用いて行う。視野内の全面を隙間なくカバーするためには、赤経方向に3か所、望遠鏡の指向方向をずらした観測（モザイク観測）を行う必要がある。また、検出器中の欠陥ピクセルの影響を避けるため、同じ赤経位置において、赤緯方向に少しずらした観測（ディザリング観測）も行う。また、各位置において、半波長板を4つの方位角に回転してそれぞれでの撮像を行う必要もある。私はこれらの観測画像全体を効率よくリダクションするため、まだ実用化されていなかったパイプラインを、今回の観測で得た実データに掛けることで、パイプラインの技術的な不備を見出して修正し、安定的にリダクションが行われるようにしたほか、測光リダクション手法の最適化を図ることで観測精度の信頼性を高めることに成功した。これによって得られた偏光データセットを基にして、距離分解した星間偏光のパターンの解析を進め、いて座渦状腕中においても銀河磁場の向きが距離に応じて系統的に変化する様子を突き止めることができた。銀河磁場のパターンの距離変化をこれだけ詳細且つ明瞭に見出したのはこれが初めてである。今回整備したパイプラインは、今後の銀河磁場のさらなる観測・解析に活躍すると期待される。

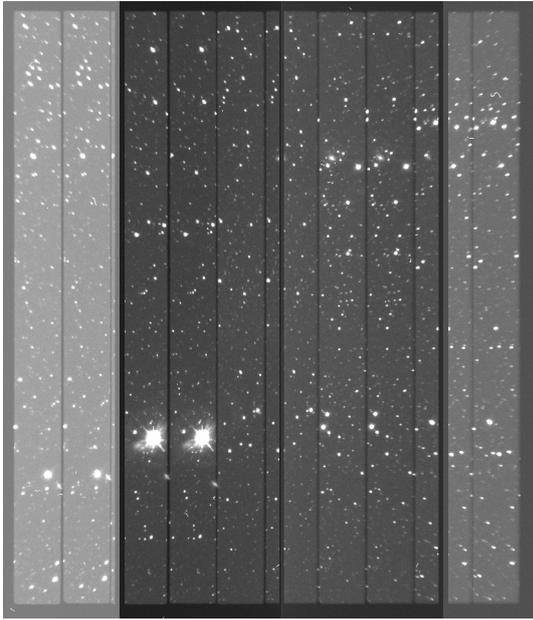


図 1: 偏光観測で得られた画像例

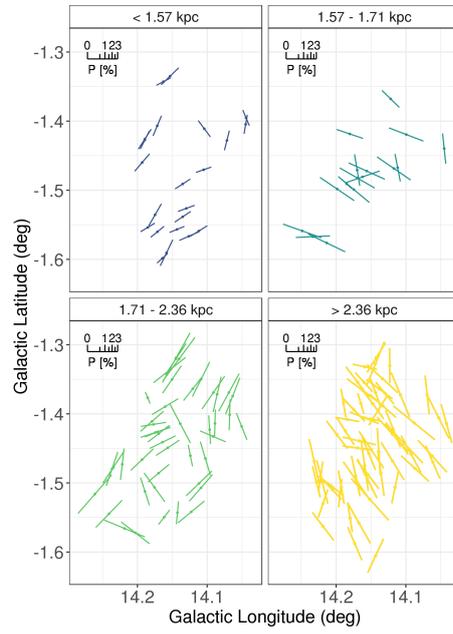


図 2: 距離別に分解した偏光ベクトルマップ

目次

第 1 章	序論	1
1.1	銀河磁場	1
1.2	偏光	2
1.2.1	偏光度と偏光方位角	2
1.2.2	偏光観測	3
1.3	位置天文衛星ガイア	5
1.4	可視偏光サーベイ SGMAP	6
1.5	本研究の目的	6
第 2 章	観測とデータリダクション	7
2.1	観測	7
2.1.1	かなた望遠鏡	7
2.1.2	HONIR (Hiroshima Optical Near-InfraRed camera)	8
2.1.3	偏光撮像観測	9
2.1.4	ディザリング・モザイク観測	11
2.2	データリダクション	14
2.2.1	一次処理	14
2.2.2	開口測光	16
2.2.3	偏光情報の導出	17
2.3	データリダクションパイプライン概要	18
2.4	観測天域	20
第 3 章	データリダクションパイプラインの改良	22
3.1	パイプラインの改良	22
3.1.1	改善点のまとめ	22
3.1.2	強制測光	22
3.1.3	アパーチャーサイズ	24
3.1.4	画像のシフト量	25
3.2	CCD ポート入れ替わり・反転	29
3.3	標準星の観測結果	32
3.3.1	器械偏光の安定性	32
3.3.2	器械消偏光補正、及び偏光方位角補正の妥当性の確認	33

第 4 章 観測結果	35
4.1 Sagittarius arm (銀河中心方向)	35
第 5 章 まとめと今後	37

目次

1	偏光観測で得られた画像例	1
2	距離別に分解した偏光ベクトルマップ	1
1.1	銀河内のエネルギー密度の距離依存性 [1]	1
1.2	星の光の銀河磁場による偏光 [2]	3
1.3	ダストの回転 [3]	4
1.4	ダストの回転 (磁場中) [3]	4
1.5	ガイア衛星 [4]	5
1.6	星までの距離が分からない場合 [2]	5
1.7	星までの距離が分かる場合	6
2.1	かなた望遠鏡 [2]	7
2.2	カセグレン焦点とナスミス焦点 [7]	8
2.3	半波長板 [8]	10
2.4	偏光撮像用マスク [9]	10
2.5	シングルウォラストンプリズム [10]	11
2.6	モザイク観測	12
2.7	モザイク # 1 で観測された恒星の並び	13
2.8	モザイク # 2 で観測された恒星の並び	13
2.9	モザイク # 3 で観測された恒星の並び	13
2.10	# 1 ~ 3 にモザイク処理を施したもの	13
2.11	ディザリング	14
2.12	HONIR の偏光撮像によって得られた生画像	15
2.13	取得画像にのるノイズ [11]	15
2.14	開口測光の概念図 [12]	17
2.15	combine 画像の作成	19
2.16	測光する星像の決定	19
2.17	天の川銀河のイメージ図 [14]	20
3.1	測光位置の違い	23
3.2	$0^\circ, 45^\circ, 22.5^\circ, 67.5^\circ$ のそれぞれの測光位置の平均測光位置からのズレ (強制測光ではない場合)	23
3.3	$0^\circ, 45^\circ, 22.5^\circ, 67.5^\circ$ のそれぞれの測光位置の平均測光位置からのズレ (強制測光の場合)	24
3.4	近くの他の星を測光してしまう様子 (アパーチャーサイズ 27 pix)	25
3.5	異なるアパーチャーサイズのディザリング間での偏光方位角の相関	26

3.6	combine 画像の作成失敗の様子	27
3.7	画像合成の位置合わせに使用する星が異なる様子	28
3.8	画像合成の位置合わせに使用する星の数が多い様子	29
3.9	合成に成功した画像	29
3.10	CCD 検出器におけるマルチポートの構造 [15]	30
3.11	ポート入れ替わり・反転している画像	31
3.12	ポート入れ替わり・反転を修正した画像	31
3.13	欠陥ピクセル	31
4.1	偏光ベクトルマップ (Sagittarius arm)	35
4.2	視線方向に距離分解した偏光ベクトルマップ	36
4.3	偏光方位角の距離ごとのヒストグラム	36

第1章 序論

1.1 銀河磁場

銀河磁場は銀河系内の物質循環と密接に関わっていると考えられている。これは、星間ガスの一部は電離され、星間磁場にローレンツ力を介して「凍結」された状態となり、星間ガスの運動が星間磁場方向に制限されることが影響している。図 1.1 はいくつかの渦巻銀河における星間物質中のエネルギー密度を銀河中心からの距離の関数として表したものである。黒で示しているのが磁場のエネルギー密度 (U_{mag})、青が乱流運動による中性ガスの運動エネルギー密度 ($U_{\text{turb,gas}}$)、赤が電離ガスの熱エネルギー密度 (U_{ion})、灰色の点線と四角線はそれぞれ原子・分子ガスの熱エネルギー密度 ($U_{\text{th,H I}}, U_{\text{th,H II}}$) を表す。銀河内のほとんどの場所で、星間物質中の磁場のエネルギー密度は他の要因を上回っていることが分かる。したがって、銀河進化に大きな役割を果たしていると考えられる。

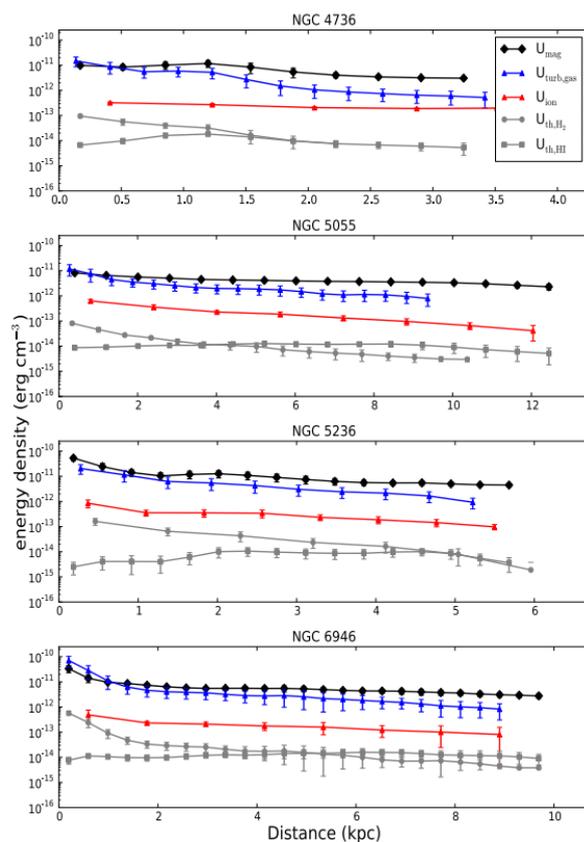


図 1.1: 銀河内のエネルギー密度の距離依存性 [1]

しかし、銀河スケールの磁場の構造や盛衰機構は以前不明である。これには、磁場を直接「見る」ことはできず、間接的な方法でしかその構造を知り得ないことが大きく影響している。磁場構造を可視化するツールとしては、この後に述べる電波域のシンクロトロン放射や、遠赤外線域の星間ダストの熱放射に加え、本論文で着目する可視光域の星間偏光が挙げられる。

1.2 偏光

1.2.1 偏光度と偏光方位角

光や電磁波は、進行方向に垂直な方向に電場、磁場を振動させながら進んでいる。通常、その振動方向は様々な方向であり、偏りはない。このような光のことを無偏光という。一方で、その振動方向に偏りが生じる場合がある。その光、もしくはその状態のことを偏光という。偏光した光の振動面が常に一定のものを直線偏光、振動面が円を描くものを円偏光、楕円を描くものを楕円偏光と呼ぶ。z 軸方向に進行する偏光した振動数 ν の光において、x 軸方向と y 軸方向の電場の成分はそれぞれ、

$$E_x = E_{0x} \cos 2\pi\nu t \quad (1.1)$$

$$E_y = E_{0y} \cos 2\pi\nu t + \delta \quad (1.2)$$

と表される。ここで、 E_{0x}, E_{0y} は電場の振幅、 δ は E_x, E_y の位相差をとする。 E_x, E_y のどちらかが 0、もしくは $\delta = n\pi$ (n : 整数) のとき光は直線偏光となり、 $E_x = E_y$ かつ $\delta = (n + \frac{1}{2})\pi$ (n : 整数) のとき円偏光、それ以外は楕円偏光となる。ここで、x 軸、y 軸、z 軸を天球上の北、東、観測者方向として以下のパラメータを導入する。

$$I = \langle E_{0x}^2 \rangle + \langle E_{0y}^2 \rangle \quad (1.3)$$

$$Q = \langle E_{0x}^2 \rangle - \langle E_{0y}^2 \rangle \quad (1.4)$$

$$U = 2\langle E_{0x}^2 E_{0y}^2 \cos \delta \rangle \quad (1.5)$$

$$V = 2\langle E_{0x}^2 E_{0y}^2 \sin \delta \rangle \quad (1.6)$$

$\langle \rangle$ は時間平均を表し、 I は光の強度、 Q, U は直線偏光成分、 V は円偏光成分を表すパラメータである。これらをストークスパラメータと呼び、偏光の状態を表現するために用いられる。一方で、偏光を表す指標に偏光度 P と偏光方位角 PA がある。偏光度は偏光の度合い、偏光方位角は偏光の向きを表している。これらはストークスパラメータを用いて表すことができ、以下の関係がある。

$$P = \sqrt{\frac{Q^2 + U^2}{I}} \quad (1.7)$$

$$PA = \frac{1}{2} \arctan \frac{U}{Q} \quad (1.8)$$

ただし偏光方位角の向きは、天球上における天体と天の北極を結ぶ線を 0° として、東回り（左回り）を正とする。

1.2.2 偏光観測

磁場は直接見ることはできない。そのため星の光を利用し、偏光観測を行うことで磁場構造を明らかにする。

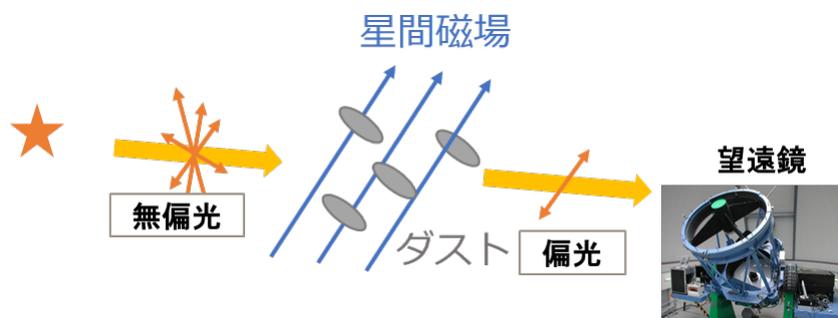


図 1.2: 星の光の銀河磁場による偏光 [2]

天体から発せられる光は無偏光であるが、星間ダストを通過する際に偏光する場合がある。そのプロセスは以下の通りと考えられている [3]。

1. 無偏光の光が磁場中のダストを通過
2. 自転している回転楕円形ダストは長軸方向の角運動量が大きく、磁場と垂直な向きに角運動量ベクトルを持つ。(ラーモア歳差運動などの影響)
3. 光は長軸に平行な成分が吸収、散乱され、短軸に平行な光の成分は透過
4. 磁場と平行な方向に偏光した光が届く

まず 1. について、星間ダストとは、銀河内の星間空間に存在している固体微粒子のことである。典型的なサイズ(半径)は約 $0.1 \mu\text{m}$ で、組成は酸素、炭素、マグネシウム、ケイ素、鉄などと考えられている。

2. について、非球形の粒子(例: 回転楕円体)を考える。三つの主軸のまわりの慣性モーメントをそれぞれ I_x, I_y, I_z とする。短軸を z 軸とすると、大小関係は以下の通り。

$$I_z > I_x, I_y \quad (1.9)$$

ガス分子と熱平衡にあり、回転している粒子はエネルギー等分配則より

$$\frac{L_x^2}{2I_x} = \frac{L_y^2}{2I_y} = \frac{L_z^2}{2I_z}, (L: \text{角運動量}) \quad (1.10)$$

となる。よって、式 1.9 より

$$L_z > L_x, L_y \quad (1.11)$$

となるため、短軸と平行な角運動量が大きくなる。

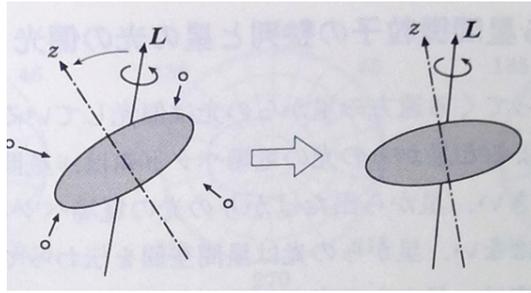


図 1.3: ダストの回転 [3]

次に、ダストが磁場中でランダムに回転している状況を考える。角運動量ベクトル L を持つ粒子は、自身が静止している系では L に垂直な平面に射影した磁場成分が回転している。 $L \parallel B$ の場合、回転している磁場によってダストの磁気モーメントが変化させられる。一方で、 $L \perp B$ の場合、磁場の变化はなく、磁気モーメントの変化もない。そのため、安定したエネルギー状態であると言える。磁気モーメントが変化させられるダストは、安定な磁気モーメントの状態になるうとするため、ダストの角運動量ベクトルは磁場と平行な方向に向かっていく ($L \perp B \rightarrow L \parallel B$)。

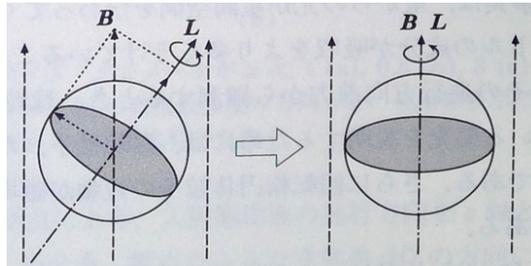


図 1.4: ダストの回転 (磁場中) [3]

3. について、ダストの長辺は可視光波長の数分の 1 程度の長さ、短辺は数百分の 1 と言われている。そのため、ダスト中を通過する光は、ダストの長辺方向の成分は吸収され、短辺方向の成分は吸収を受けづらい。

4. について、2. と 3. より磁場と平行な光の成分が透過するため、星間ダスト中を通過する光はその磁場と平行に偏光する。

以上のようなプロセスで、可視・近赤外線領域の光は偏光すると考えられている。一方で、銀河磁場と宇宙線による遠赤外～電波域のシンクロトロン放射の偏光観測によって、天球面に沿った方向の銀河磁場の向きを測定することができる。2010 年代前半に活躍した Planck 衛星では、天球面全体の数分角ステップでの偏波マップが得られている。ただし、距離情報は縮退し、距離積分した情報しかわからず、その上数分角より小さいスケールの詳細な情報をえることは難しい。また、天の川銀河内で遠方に位置するパルサーや、より遠方のクエーサーの多周波数帯の偏波観測によるファラデー・ローテーションの観測により星間媒質中の視線方向の磁場強度を推定することが可能であるが、この場合も距離積分した情報しかわからない。そのため本研究では、以下で説明するガイア衛星やかなた望遠鏡を用いて、距離分解したより詳細な偏光マップ作成に着手した。

1.3 位置天文衛星ガイア

位置天文衛星ガイア (Gaia) は、主に天の川銀河内の非常に暗い 20 等星までの天体を調査し、銀河の 3D マップを作成することを目的としている衛星である。2014 年 7 月から観測を開始し、2016 年 9 月に最初のカタログ (Gaia-DR1) を公開、2022 年には最新の Gaia-DR3 を公開した。視差の精度は表 1.1 の通りである。



図 1.5: ガイア衛星 [4]

表 1.1: ガイア衛星の視差と距離の精度 [5]

ガイア (G) 等級 ¹	視差の精度 [μs]	1 kpc 離れた星の距離の精度 [%]	10 kpc 離れた星の距離の精度 [%]
10 等級	7	0.7	7
15 等級	26	2.6	26
20 等級	600	60	600

また、磁場構造の解明において、ガイア衛星は重要な役割を果たしている。星までの距離が分からない場合、図 1.6 のように二次元的な（視線方向に積分された）磁場構造しか知ることができない。一方で、星までの距離が分かる場合、偏光がベクトルの（加算的）な性質を持っているので、偏光成分の差し引きにより、三次元的な（視線方向の距離ごとの）磁場構造を明らかにすることができる。（図 1.7）

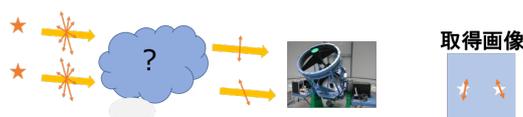


図 1.6: 星までの距離が分からない場合 [2]

¹ガイア衛星の測光システムによる等級。G(ガイア)バンドは約 500 nm-900 nm

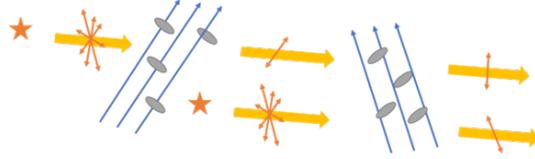


図 1.7: 星までの距離が分かる場合

このように、ガイアによって天体の位置や距離がより正確に分かるようになり、三次元的な磁場構造を明らかにすることができるようになった。

1.4 可視偏光サーベイ SGMAP

SGMAP とは、広島大学宇宙科学センターが推進する偏光サーベイ計画である。他の大学や研究機関と連携し、北天を中心として全天の 3 分の 2 に及ぶ天域の偏光サーベイを行うことで、大規模な偏光データベースの構築を目指している。SGMAP プロジェクトはもともと、専用の短焦点距離の望遠鏡を据え、新開発の広視野対応の偏光カメラを搭載して北天を掃天する計画であったが、新望遠鏡の開発・設置のための建設費の調達に苦勞しており、実現には至っていない。本研究は、既存の広島大学かなた望遠鏡と既存の観測装置を用いて、視野が狭いながらも同様の観測を実施することで、SGMAP プロジェクトの端緒を一端を開くものであり、観測やデータリダクション、偏光マップの解析方法の確立を主目標としつつ、距離分解した銀河磁場構造の導出を試みて初期サイエンス成果の獲得も目指したい。

1.5 本研究の目的

銀河磁場は、銀河系の進化や構造形成に大きな影響を与えていると考えられているが、その構造は未だよく判っていない。2000 年代以降の近傍の星形成領域スケールの偏光観測を通じて、数 pc スケールの磁場構造の研究はおこなわれているが、10pc を超える分子雲スケール～銀河スケールの大局的な磁場構造の観測はまだ殆どできていない。それは、既存の全天偏光カタログ (Heiles 2000) の星数が 1 万個にも及んでおらず [6]、過去の可視偏光サーベイが貧弱なものに留まっていることに加え、恒星の距離カタログも貧弱であったことが大きく影響してきたと考えられる。

本研究では、北天の偏光サーベイ SGMAP プロジェクトの一端として、既存の広島大学の口径 1.5m 「かなた」望遠鏡と可視赤外線同時カメラ HONIR を用いて、銀河面中を比較的遠くまで見通せる領域を選定して偏光観測を実施し、そのデータを効率良くリダクションする専用のパイプラインを整備して信頼性の高い偏光マップを作成することで、銀河磁場構造を探る端緒を掴むことを目的とする。

今後さらに観測を実施することにより、また近年中に更新されるガイアカタログの恒星距離データを活用することによってさらなる銀河磁場構造の解明へと貢献することも可能となる。新たにより細かいスケールで多数の恒星の偏光観測を実施し、偏光サンプルを得る。さらに Gaia カタログを併用し、磁場構造の奥行方向の情報を得て、銀河磁場構造の解明の一步を進める。また、以前まで使用していた偏光データリダクションシステムを、偏光サーベイ用に改善し、今後の銀河磁場探査の研究の基盤を作る。

第2章 観測とデータリダクション

2.1 観測

2.1.1 かなた望遠鏡

かなた望遠鏡（図 2.1）は広島大学が所有する光学赤外線望遠鏡である。当時、国立天文台が米国ハワイ州のマウナケア山頂に建設を進めていた「すばる」望遠鏡の装置開発、試験のため、1993年に「赤外シミュレーター」国立天文台・三鷹キャンパス内に建設された。2000年にすばる望遠鏡が完成してからはほぼ役目を終えた赤外シミュレーターを、当時開発が進められていたガンマ線衛星 GLAST（現、フェルミ・ガンマ線衛星）との連携観測に再利用する案を 2002 年頃に広島大学が提示し、国立天文台及び光赤外天文コミュニティに受け入れられて、2004年に国立天文台から広島大学に移管された。そして 2006年に駆動装置や制御装置を改新し、東広島市東南部の山頂に建設された東広島天文台のドーム棟内に移設された。

望遠鏡の仕様は表 2.1 の通りである。主鏡の大きさは 1.5 m で、国内の望遠鏡ではトップクラスの大きさである。

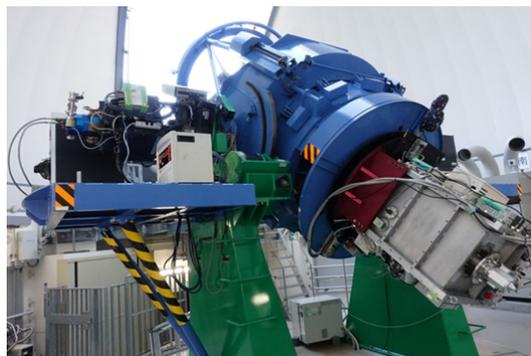


図 2.1: かなた望遠鏡 [2]

表 2.1: かなた望遠鏡の仕様

項目	仕様
光学系	リッチー・クレティアン (Ritchey-Chretien) 光学系
主鏡口径	1500 mm
焦点距離	18501.7 mm
合成 F 値 (焦点距離 ÷ 主鏡口径)	F/12.3
視野	直径 15 分角 (0.25 度)
焦点面スケール ²	11.148 秒角/mm
架台	経緯台 (経緯台 (方向軸周り 6 度/秒 高度軸周り 3 度/秒))
総重量	約 17 トン
搭載可能重量	カセグレン焦点 500 kg ナスミス焦点 1000 kg

かなた望遠鏡は図 2.2 のような機構をしており、主鏡が凹面、副鏡が凸面となっている。二つの鏡によって集光された光は遠隔駆動可能な第 3 鏡 (平面鏡) に向かうが、その向きを変えることで、カセグレン焦点に像を結ぶかナスミス焦点に結ぶかを切り替えることができる。カセグレン焦点には可視近赤外線同時カメラ HONIR が、ナスミス焦点には一露出型広視野偏光撮像器 HOWPoI が設置されている。本研究では、主に HONIR を使用する。

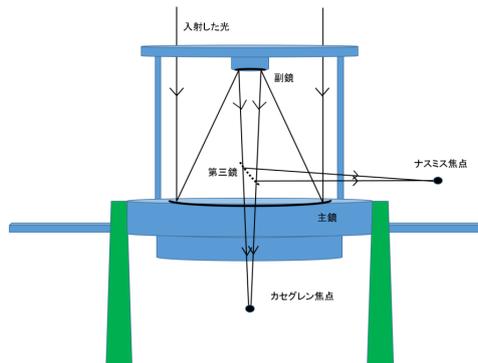


図 2.2: カセグレン焦点とナスミス焦点 [7]

2.1.2 HONIR (Hiroshima Optical Near-InfraRed camera)

可視近赤外線同時カメラ HONIR は、かなた望遠鏡のカセグレン焦点に設置された装置である。軸対称で反射して集光するため器械偏光が小さくなり、偏光観測に適している。そして、世界的にも稀な可視 1 チャンネル、近赤外 1 チャンネルの同時観測が可能である。可視光は可視光検出器 (浜ホト社製 2k4k 完全空乏型 Si アレイ CCD)、近赤外線は赤外線検出器 (米国 Raytheon 社製 2k2kHgCdTe アレイ VIRGO) を用いて観測を行う。詳細な仕様は表 2.2 の通り。

HONIR の観測モードは撮像、分光、偏光撮像、偏光分光の 4 つ存在する。これらのモードは、焦点マスク、

²望遠鏡の観測装置焦点面に投影した天球上の角度縮尺のこと。焦点面上の 1 mm が角度の何秒に相当するかを示したもの。

プリズム、グリズム、フィルター、半波長板の有無や種類の違いにより決定される。本研究では主に偏光撮像を使用して観測を行う。

表 2.2: HONIR の仕様

項目	仕様	
	可視光	近赤外
波長域	500-1000 nm	1150-2400 nm
視野 (分角)	10 × 10	10 × 10
フィルター	B, V, R _c , I _c , Y	Y, J, H, K _s
分光	スリット	1".3(0.12 mm), 2".2(0.2 mm), 6".0(0.54 mm)
	グリズム	BK7;300 gr/mm(Optical) BK7;180 gr/mm(IR-short) S-FTM16;120 gr/mm(IR-long)
偏光	プリズム	LiYF ₄ 製 2 素子シングルウォラストンプリズム LiYF ₄ 製 4 素子ウェッジ付きダブルウォラストンプリズム
検出器	タイプ	完全空乏型裏面照射 CCD HgCdTe VIRGO-2K
	メーカー	浜松ホトニクス Raytheon
	Format(Pixels)	2048 × 4096 2048 × 2048
	Size[mm]	30.72 × 61.44 40.96 × 40.96

2.1.3 偏光撮像観測

HONIR の偏光撮像モードで天体を観測し、その観測データを基に偏光パラメータを算出する。

半波長板

偏光撮像の際に、半波長板を入れて観測を行う。光が半波長板を通ることで、直線偏光の偏光方位が回転する。図 2.3 のように半波長板の光学軸から θ だけずれて入射してきた場合、 2θ 傾いて出射する。つまり、入射光に対して半波長板を回転させることで、直線偏光の偏光方位角を自由に変化させることが可能である。このとき、光量は変化しない。よって、半波長板を回す操作のみで、それ以降の装置全体を回すことと等価な操作が可能になる。本研究では 4 方位の偏光情報が必要となるが、半波長板を用いることで容易に取得可能となっている。

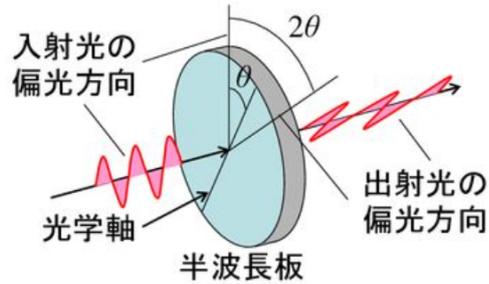


図 2.3: 半波長板 [8]

焦点マスク

望遠鏡の視野を絞るために、焦点マスクが使用される。偏光撮像観測を行う場合には、それ専用のマスクを、後述のシングルウォラストンプリズムと同時に用いる。シングルウォラストンプリズムは入射光を2つに分けるため、マスクがない場合は、2つのずれた画像が重なった画像が得られる。この場合、常光ないし異常光の一方の背景スカイ光が、他方の天体像とも重なってしまうため、天体像の S/N 比が悪化し、偏光測定の見誤差が大きくなってしまふ。そこで、図 2.4 のように短冊状に隙間が空いたマスクに光を通すことで、画像の重なりを防ぐことができる。しかし、画像が映らない部分が存在するため、視野全面の画像を使用したい場合はモザイク観測が必要である。

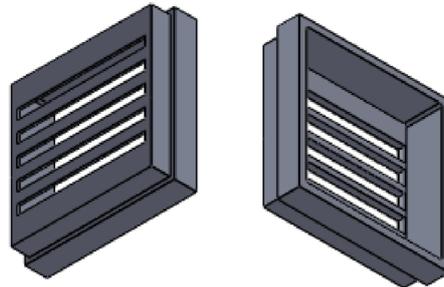


図 2.4: 偏光撮像用マスク [9]

ウォラストンプリズム

ウォラストンプリズムは、複屈折性³のあるプリズムを組み合わせで作られたプリズムである。偏光撮像を行う本研究ではシングルウォラストンプリズムを使用する。シングルウォラストンプリズムは、2つのプリズムの光軸を直交させて接着しているため、入射光は常光と異常光という互いに偏光面が直交する光として出射する。

³光の伝搬方向や偏光方向によって異なる屈折率で光が伝搬するという性質

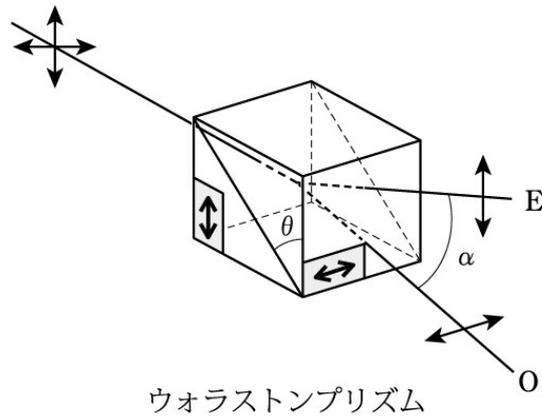


図 2.5: シングルウォラストンプリズム [10]

フィルター

CCD 検出器での観測では、光の波長（～光子のエネルギー）を判別することはできない。そのため、フィルターを用いてある決まった波長幅の光のみを通すようにすることで、検出する光の波長域を選別する。フィルターの種類と対応する波長帯は表 2.3 の通り。

表 2.3: フィルターと波長域

波長帯名称	中心波長 [nm]	波長幅 [nm]	
可視光	B	444.8	101.7
	V	550.5	82.7
	R	658.8	156.8
	I	806.0	154.2
近赤外線	J	1215	260
	H	1654	290
	K _s	2157	320

2.1.4 ディザリング・モザイク観測

モザイク観測

偏光観測の際、望遠鏡に入った光は焦点マスクで絞られるため、図 2.6 の上部のような画像が得られる。ある 1 つの天体について偏光観測を行う場合、その天体がある短冊の中心に来るよう望遠鏡を指向して観測するため、短冊状の画像が得られても問題はなかった。しかし本研究では、視野内に写る全ての星の情報を活用するため、マスクによって隠された領域についても画像を得る必要がある。そこで、図 2.6 の下図のように望遠鏡の向きを変えて複数回観測を行うことで、短冊の間の領域も漏れなく観測を行う。これをモザイク観測と呼ぶ。本研究では、1 つの天域に対し 3 回モザイク観測を行う。

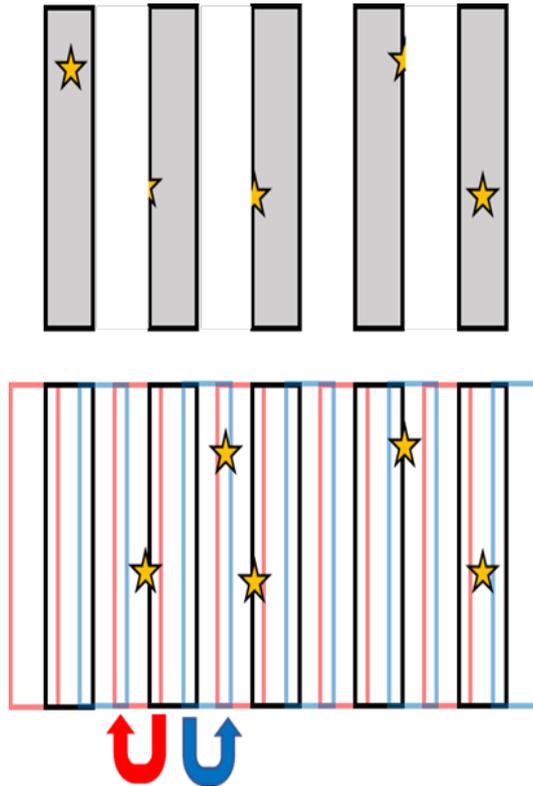


図 2.6: モザイク観測

図 2.7、図 2.8、図 2.9 は実際にモザイク観測を行った結果で、これらの3つの画像を合わせると図 2.10 のように視野全面での天体の情報を得ることができる。

ディザリング観測

CCD 検出器には、真の値と大きく離れた値として検出するピクセルが存在する。そのような欠陥ピクセル上に、目的の天体が位置する場合がある。このような場合、正しい結果が得られないため、欠陥ピクセル上に天体が位置しないようにする必要がある。本研究では画像全体に渡って星が写るため、全ての星のが欠陥ピクセル上に位置しないようにすることは困難である。そのような場合に、ディザリング観測を行う。図 2.11 のように位置をずらして複数回観測し、1つの画像上で欠陥ピクセルと星が重なった場合でも、他の画像では重なりを回避することが可能である。

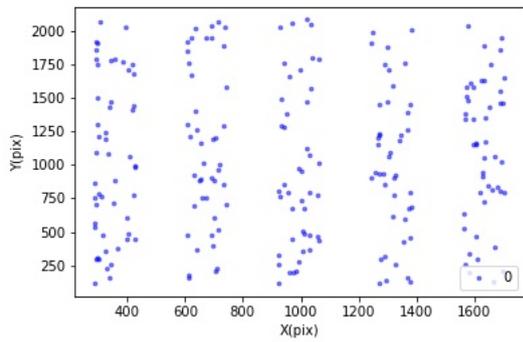


図 2.7: モザイク # 1 で観測された恒星の並び

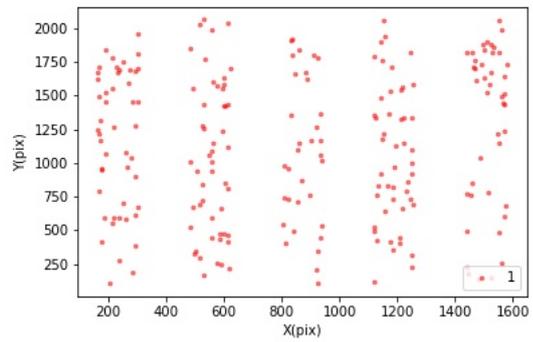


図 2.8: モザイク # 2 で観測された恒星の並び

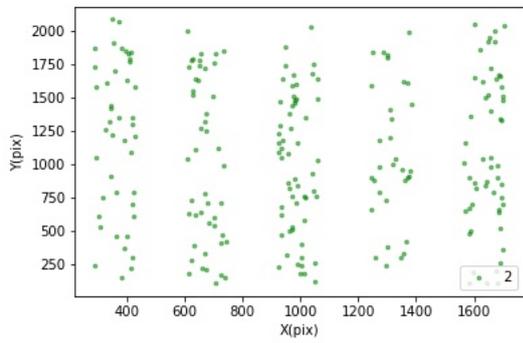


図 2.9: モザイク # 3 で観測された恒星の並び

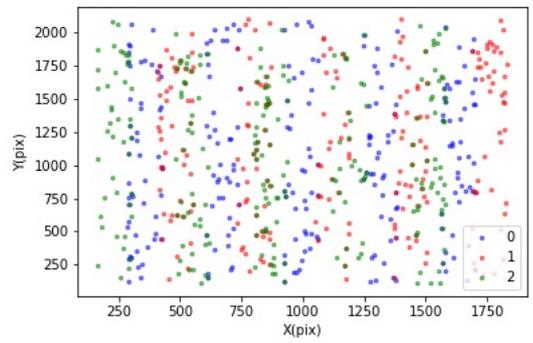


図 2.10: # 1 ~ 3 にモザイク処理を施したもの

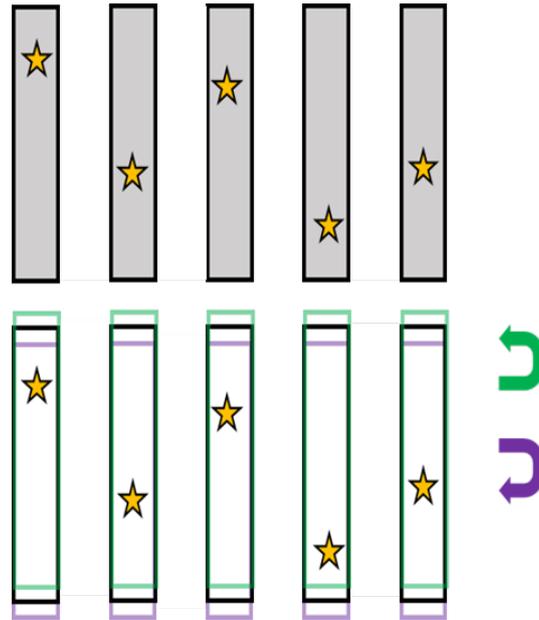


図 2.11: ディザリング

本研究では、1つの天域に対し3回ディザリング観測を行う。つまり各領域で、 3×3 ディザ (モザイク) $\times 4$ 波長板方位 = 36 露出を行うことになる。重複して観測される天体を考慮すると、 $7.8' \times 9.0'$ 内のすべての天体を3回以上偏光測定が行われる。

2.2 データリダクション

2.2.1 一次処理

観測によって得られた何も処理をしていないそのままの画像のことを生画像と呼ぶ。生画像は図 2.12 のように同じ領域が常光・異常光として短冊状に並び、さらに画像全体を4分割するように暗いオーバースキャン領域が存在する。また、生画像には様々な要因でノイズが乗っているため、天体の光のみを解析するためにはノイズの処理を行う必要がある。その処理を一次処理と呼ぶ。ノイズは主に図 2.13 のようにバイアス、ダーク、スカイである。

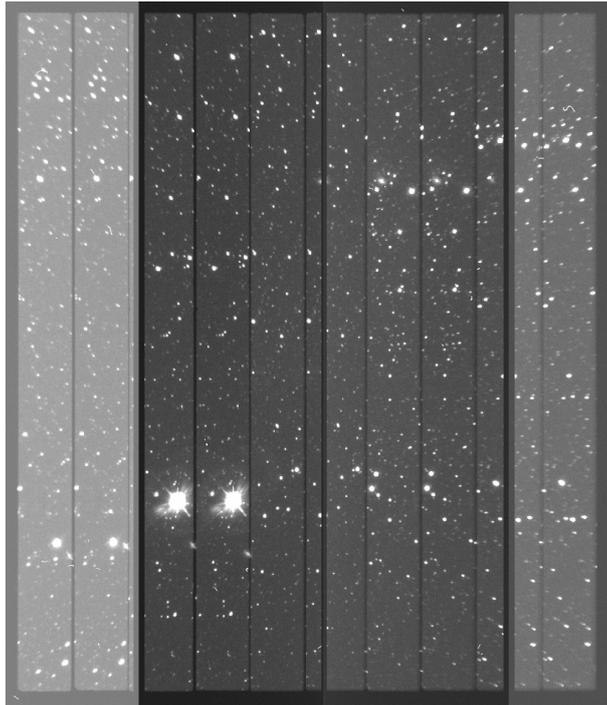


図 2.12: HONIR の偏光撮像によって得られた生画像

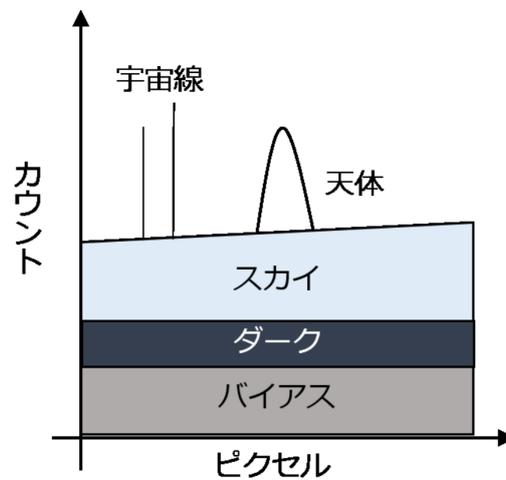


図 2.13: 取得画像にのるノイズ [11]

一次処理では、オーバースキャン領域の差し引き、バイアス・ダーク引き、フラット割りをを行う。

オーバースキャン領域の差し引き

CCD では、ノイズ等で検出器出力値の A/D 変換後の値が負にならないように、あらかじめ一定の電圧 (バイアス電圧) をかけている。そのため、露光時間 0 で読み出した際にもカウントが存在し、そのカウ

トのことをバイアスと呼ぶ。CCDは電荷をピクセル毎に転送して順次読み出すため、大型のCCDの検出器の読み出しではその間にバイアス電圧がふらついて、バイアス値がゆらいでしまう。そこで、各ピクセル列を読み出す際に、実際のピクセル数よりも多く電荷転送を行うことで、光を受けないピクセルのバイアス値をリアルタイムで画像上に記録して、バイアス補正に使う手法が用いられている。このことを、オーバースキャン領域の差し引きと呼んでいる。これはバイアス補正の一部である。

バイアス・ダーク引き

バイアスカウントは前述のオーバースキャン領域の差し引きで大部分が補正されるが、ピクセル列ごとにわずかなバイアスパターンが残っている。そこで、光を当てずに露出時間0で画像を撮影したものをバイアス画像として多数枚取得し、画像ごとにオーバースキャン領域を差し引いて、多数枚から1枚に平均化したものをバイアス画像として、観測画像から差し引くことで補正を行う。次にダーク引きであるが、検出器に光が当たってなくても、検出器内の電子が熱運動することによって電流が流れてしまい（暗電流）、それが信号として読み取られてしまう。そのような暗電流によるカウントのことをダークと呼ぶ。実際に取得した画像と同じ露光時間でダーク画像を作成し、生画像からダーク画像を差し引くことで補正を行う。

フラット割り

一面が同一の光量だとしても、ピクセル毎の感度ムラや、光学系の周辺減光等の影響で、検出器のピクセルごとに読み出す値が異なる。この感度のムラを補正するために行うのがフラット割りである。検出器に一樣な光を当てて撮像することで、各ピクセルの感度を表すフラット画像を作成する。その後、規格化されたフラット画像で生画像を割ることで補正している。かなた望遠鏡では、ドーム内に設置されたハロゲンランプの光をフラットスクリーンに照らし、その散乱光を撮像することでフラット画像を取得している。

2.2.2 開口測光

天体画像から、天体のカウント値を測定することを測光と呼ぶ。測光手法の中で、本研究では開口測光（アパーチャー測光）を用いた。星は十分に地球から遠いため、本来点源とみなすことができるが、大気ゆらぎによる影響で実際に観測されるのは広がった像である。開口測光では、円で星像が全て収まるような領域を仮定し、その領域内のカウント値を全て足し合わせることで星の総カウント値を求める。この円の大きさのことをアパーチャーサイズと呼ぶ。本研究ではアパーチャーサイズは円の直径のことを指す。一方で、天体の画像を撮る際に、天体の光だけでなく、その周りの空の光も写り込む。その要因は、大気の発光や吸収・散乱など様々である。そのような背景光のカウントをスカイと呼ぶ。このようにして星のカウントを求めるとき、スカイの値も含まれてしまうため、その影響を取り除く必要がある。図2.14のように、星像の円の外側の円環状の領域でスカイのカウントを見積もり、そのカウントを差し引くことで星の総カウントを求める。

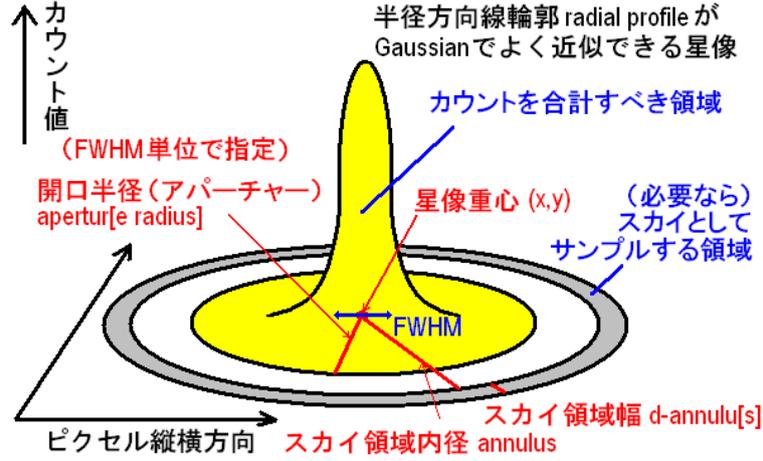


図 2.14: 開口測光の概念図 [12]

2.2.3 偏光情報の導出

半波長板角度 $0^\circ, 22.5^\circ, 45^\circ, 67.5^\circ$ の常光・異常光の計 8 つの光の成分から偏光情報である偏光度 P と偏光方位角 PA を求めることができる。半波長板角度 θ のときの常光の光の強度を $I_o(\theta)$, 異常光の光の強度を $I_e(\theta)$ とすると、それぞれ

$$I_o(\theta) = \frac{I}{2} \left(1 + \frac{Q}{I} \cos 4\theta + \frac{U}{I} \sin 4\theta \right) k_o \xi(t) \quad (2.1)$$

$$I_e(\theta) = \frac{I}{2} \left(1 - \frac{Q}{I} \cos 4\theta - \frac{U}{I} \sin 4\theta \right) k_e \xi(t) \quad (2.2)$$

と表される。ここで、 I, Q, U はストークスパラメータ、 k_o, k_e はプリズム通過時の常光・異常光それぞれの減光効率、 $\xi(t)$ は光の大気での吸収（時間に依存）を表している。半波長板角度 $0^\circ, 22.5^\circ, 45^\circ, 67.5^\circ$ の常光・異常光の強度は式 2.1, 2.2 より

$$I_o(0^\circ) = \frac{I}{2} \left(1 + \frac{Q}{I} \cos 4\theta + \frac{U}{I} \sin 4\theta \right) k_o \xi(t_{0^\circ}) \quad (2.3)$$

$$I_e(0^\circ) = \frac{I}{2} \left(1 - \frac{Q}{I} \cos 4\theta + \frac{U}{I} \sin 4\theta \right) k_e \xi(t_{0^\circ}) \quad (2.4)$$

$$I_o(45^\circ) = \frac{I}{2} \left(1 - \frac{Q}{I} \cos 4\theta + \frac{U}{I} \sin 4\theta \right) k_o \xi(t_{45^\circ}) \quad (2.5)$$

$$I_e(45^\circ) = \frac{I}{2} \left(1 + \frac{Q}{I} \cos 4\theta + \frac{U}{I} \sin 4\theta \right) k_e \xi(t_{45^\circ}) \quad (2.6)$$

$$I_o(22.5^\circ) = \frac{I}{2} \left(1 + \frac{Q}{I} \cos 4\theta + \frac{U}{I} \sin 4\theta \right) k_o \xi(t_{22.5^\circ}) \quad (2.7)$$

$$I_e(22.5^\circ) = \frac{I}{2} \left(1 - \frac{Q}{I} \cos 4\theta + \frac{U}{I} \sin 4\theta \right) k_e \xi(t_{22.5^\circ}) \quad (2.8)$$

$$I_o(67.5^\circ) = \frac{I}{2} \left(1 - \frac{Q}{I} \cos 4\theta + \frac{U}{I} \sin 4\theta \right) k_o \xi(t_{67.5^\circ}) \quad (2.9)$$

$$I_e(67.5^\circ) = \frac{I}{2} \left(1 + \frac{Q}{I} \cos 4\theta + \frac{U}{I} \sin 4\theta \right) k_e \xi(t_{67.5^\circ}) \quad (2.10)$$

と表される。次に常光と異常光の比をとり、 ξ を消去する。

$$\frac{I_e(0^\circ)}{I_o(0^\circ)} = \left(\frac{1 - \frac{Q}{I}}{1 + \frac{Q}{I}} \right) \frac{k_e}{k_o} \quad (2.11)$$

$$\frac{I_e(45^\circ)}{I_o(45^\circ)} = \left(\frac{1 + \frac{Q}{I}}{1 - \frac{Q}{I}} \right) \frac{k_e}{k_o} \quad (2.12)$$

$$\frac{I_e(22.5^\circ)}{I_o(22.5^\circ)} = \left(\frac{1 - \frac{U}{I}}{1 + \frac{U}{I}} \right) \frac{k_e}{k_o} \quad (2.13)$$

$$\frac{I_e(67.5^\circ)}{I_o(67.5^\circ)} = \left(\frac{1 + \frac{U}{I}}{1 - \frac{U}{I}} \right) \frac{k_e}{k_o} \quad (2.14)$$

そして、式 2.11, 2.12 から $\frac{k_e}{k_o}$ を消去すると $\frac{Q}{I}$ について解くことができ、同様に式 2.13, 2.14 から $\frac{U}{I}$ について解くと、以下のようになる。

$$I = \sum_{\theta} \{I_o(\theta) + I_e(\theta)\} \quad (2.15)$$

$$\frac{Q}{I} = \frac{1 - a_1}{1 + a_1} \left(a_1 = \sqrt{\frac{I_e(0^\circ)/I_o(0^\circ)}{I_e(45^\circ)/I_o(45^\circ)}} \right) \quad (2.16)$$

$$\frac{U}{I} = \frac{1 - a_2}{1 + a_2} \left(a_2 = \sqrt{\frac{I_e(22.5^\circ)/I_o(22.5^\circ)}{I_e(67.5^\circ)/I_o(67.5^\circ)}} \right) \quad (2.17)$$

これら I, Q, U と式 1.7, 1.8 を用いることで偏光度と偏光方位角を求めることができる。これらは減光効率 k や大気吸収 ξ に依存せず、装置や天候の変化に左右されないという利点がある。つまり、半波長板角度 $0^\circ, 22.5^\circ, 45^\circ, 67.5^\circ$ の常光・異常光の計 8 つの光を観測することで、偏光度と偏光方位角の情報を得ることができる。

2.3 データリダクションパイプライン概要

観測した画像から偏光の情報を得るために、データリダクションパイプラインを利用する。従来は手動でリダクションを行っていたが、重力波天体観測等のために撮像観測の自動リダクションパイプラインが開発され、それがブレーザーの偏光モニター観測にも拡張された（森文樹 広島大学 2021 年度修論）。さらにそれを視野全面の偏光観測に拡張しようという試みが、2021 年度末までに当時広島大学の特任助教であった笹田真人氏（現 東工大特任助教）によって行われていた。本研究ではそれを引き継いで整備を進めた。データリダクションパイプラインが行う作業は以下の通りである。

1. すべての画像に対する一次処理を行う。（バイアス・ダーク差し引き、フラットフィールドニング；2.2.1 参照）
2. 1 セット（半波長板方位角 $0^\circ, 45^\circ, 22.5^\circ, 67.5^\circ$ の 4 枚の画像）の常光・異常光画像、計 8 枚の画像それぞれで位置検出をする。検出には、SExtractor（セクストラクター）を使用する。SExtractor は、自動で星像を検出し、測光を行うソフトウェアである [16]。

- 検出した位置を基に、図 2.15 のように $0^\circ, 45^\circ, 22.5^\circ, 67.5^\circ$ の常光・異常光の 8 枚の画像を重ね合わせ、combine 画像（参照画像）を作成する。位置検出は全ての星像に対して行われるが、画像合成の位置合わせに使用する星像は SN 比が良いものに限定する。8 枚の画像の位置を合わせた後、8 枚の画像のピクセル値の中央値をとった 1 枚の画像を作成することで、combine 画像を作成する。

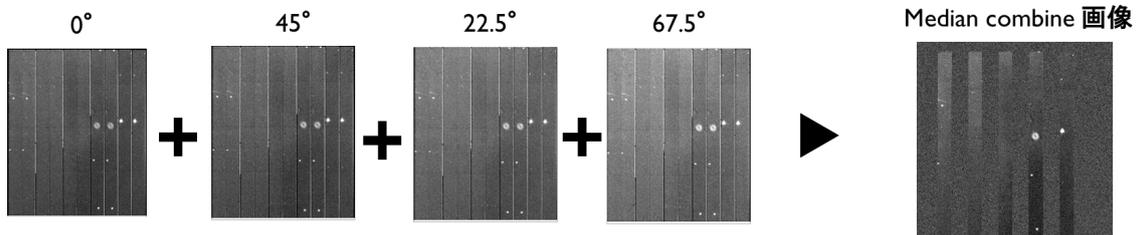


図 2.15: combine 画像の作成

- combine 画像に対して SExtractor を使用し、星像の位置検出を行う。
- $0^\circ, 45^\circ, 22.5^\circ, 67.5^\circ$ の常光・異常光の 8 枚の画像それぞれで SExtractor を用いて測光を行う。この際、測光位置は 4. の combine 画像の星像位置から最も近い位置にある星像を測光対象とし、測光を行う。図 2.16 の緑点が combine 画像で検出した星像位置を示しており、そこから最も近い赤丸で囲まれた星が測光対象となる。青丸で囲まれた星は赤丸の星より緑点との距離が大きいため、この星の測光対象とはならない。

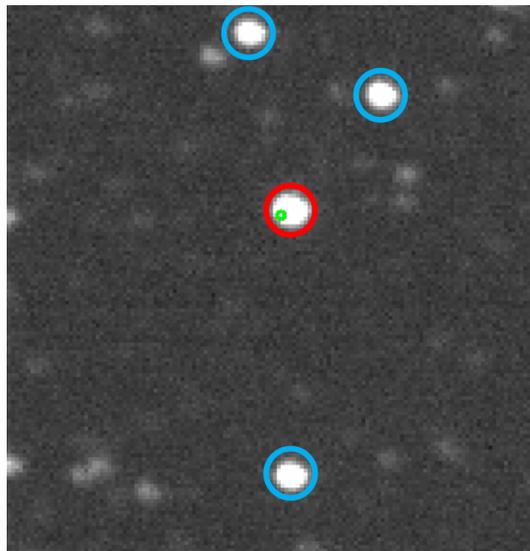


図 2.16: 測光する星像の決定

- 測光の結果、 $0^\circ, 45^\circ, 22.5^\circ, 67.5^\circ$ の常光・異常光それぞれの強度を得ることができ、式 2.15, 2.16, 2.17 と式 1.7, 1.8 を用いて偏光度 P と偏光方位角 PA とを算出する。

2.4 観測天域

銀河磁場は、概して天の川銀河の銀河面に平行に分布していることが知られているが、Planck の偏光マップによると局所的に平行でない領域が存在する [13]。そのような領域の磁場構造を周辺構造と比較して詳しく調べることで、銀河磁場のパターンがどのようにして形作られているのかを知る手がかりが得られる可能性がある。また、星間吸収が大すぎる領域では遠くの星まで見通すことができず、一方で星間吸収が不十分だと測定に掛かるほどの偏光は期待できない。我々は、ガイアカタログにおけるサンプル星の距離と星間吸収量の値と Planck カタログの偏光マップとを見比べることで、(1) 銀河磁場パターンが銀河面方向から有意にずれていて、(2) ガイアカタログのサンプル星が多く存在し、且つ (3) 比較的遠くの恒星まで見通している領域をピックアップした。それらを考慮した結果、銀河中心方向であるいて座領域 (図 2.17 赤矢印) と反銀河中心方向のおうし座付近の領域 (図 2.17 青矢印) を夏季および冬季それぞれの優先度の高い観測領域として選定し、観測を行った。観測詳細を表 2.4 と表 2.5 に示す。

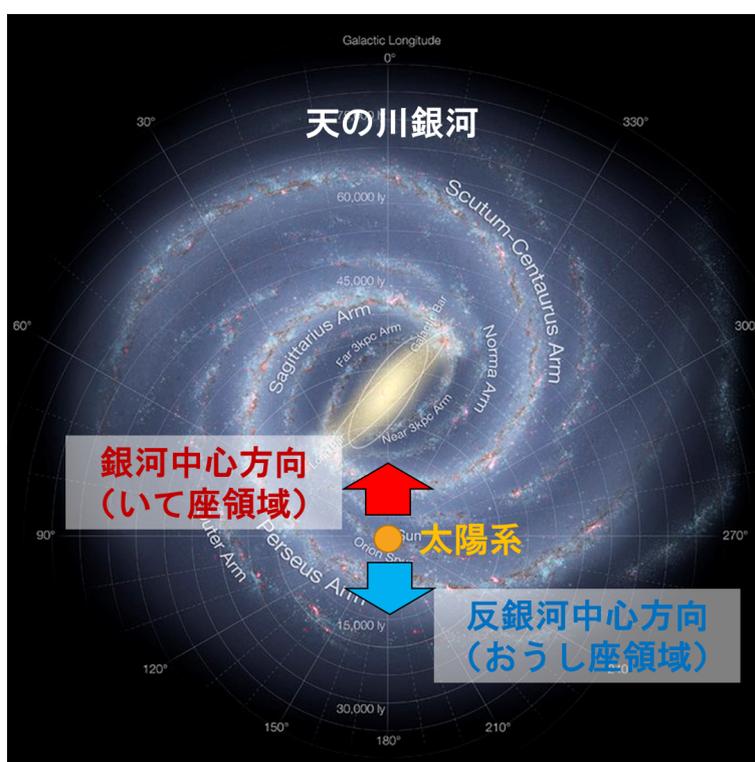


図 2.17: 天の川銀河のイメージ図 [14]

表 2.4: 観測詳細 (Sagittarius)

観測日	領域名	バンド	観測時間 [h]	モザイク・ディザイ
2021/8/5	isp18-17c,isp1817b	R,H	3	3x3, 3x3
2022/9/29	isp1818b	R,H	2	3x3
2022/9/30	isp18-19	R,H	2	3x3
2022/10/12	isp1818c	R,H	1	3x3
2022/10/13	isp1818c	R,H	2	3x3
2022/10/13	isp18-18	R,H	1	3x3
2022/10/14	isp1818a	R,H	2	3x3
2022/10/18	isp1818c	R,H	1	3
2022/10/18	isp18-18	R,H	1	3
2022/10/19	isp18-16	R,H	2	3x3
2022/10/31	isp18-15	R,H	1	3x2
2022/11/2	isp18-15	R,H	1	3

表 2.5: 観測詳細 (Taurus)

観測日	領域名	バンド	観測時間 [h]	モザイク・ディザイ
2022/1/21	isp0328	R,H	2	3x3
2022/2/3	isp0426	R,H	2	3x3
2022/2/8	isp0328b	R,H	2	3x3
2022/2/14	isp0428	R,H	2	3x3
2022/2/21	isp0331	R,H	2	3x3

第3章 データリダクションパイプラインの改良

3.1 パイプラインの改良

3.1.1 改善点のまとめ

今回用いるパイプラインは、元々は、視野中心付近に写り込んでいるごく少数の天体をリダクションの対象にしたものとして実用化されてきた。一方で、本研究では視野全体の多天体に対して使用するため、以前までの使用方法やパラメータでは正しく解析できない場合が生じた。パイプラインが上手く作動するために、それらの改善方法と改善点を以下に示す。

- 測光方法を強制測光に変更
 - 角度ごとに違う星を測光していた点を改善した
- アパーチャーサイズの変更
 - ディザ間で偏光度と偏光方位角に相関が良くなるようにアパーチャーサイズを決定した
- 画像合成に使用する天体条件の変化
 - 合成画像が上手く作成されない（ずれて作成される）点を改善した

3.1.2 強制測光

2.3の4.の測光の際に、参照する combine 画像の星像位置に最も近い星をそれぞれ測光対象として測光を行っていた。しかし、星が混んだ領域では、別の星が紛れ込みやすい状況が発生していた。図 3.1 は同じ位置を半波長板角度 0° と 45° で観測した画像である。緑の点が測光中心を示している。 0° と 45° の画像では違う星を測光していることが分かる。

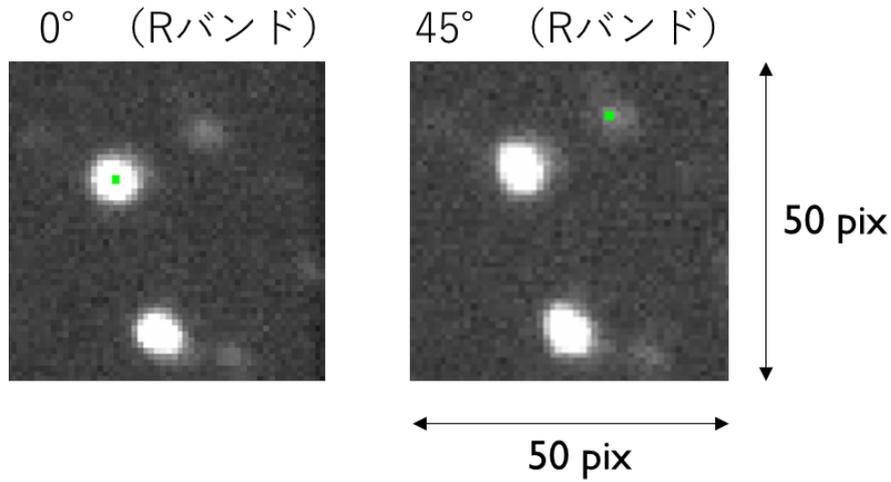


図 3.1: 測光位置の違い

そのため、星が混んだ領域が存在する画像においては測光方法を変える必要がある。そこで、半波長板角度 $0^\circ, 45^\circ, 22.5^\circ, 67.5^\circ$ 、常光・異常光の測光を全て同じ位置で行うようにした。これを強制測光という。共通した測光位置は、参照画像の星の検出位置である。強制測光に変更したことで、異なる星を測光してしまうことが少なくなった。図 3.2、図 3.3 は、 $0^\circ, 45^\circ, 22.5^\circ, 67.5^\circ$ のそれぞれの測光位置とそれらの平均位置との差を示したものである。図 3.2 は強制測光ではない測光で、図 3.3 は強制測光での結果である。強制測光を適用することで平均位置からのずれが小さくなっていることが分かる。また、偏光方位角の誤差 $\delta PA \leq 10 \text{ deg}$ である星の数を比較すると、強制測光適用前は 94 天体であるのに対し、強制測光では 205 天体にまで増加した。これは、異なる星を測光する事例が減少したことを示している。

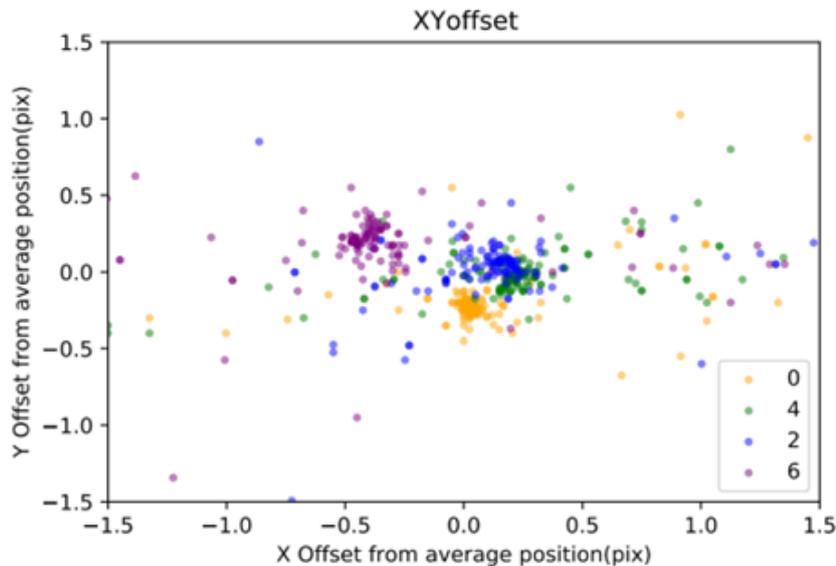


図 3.2: $0^\circ, 45^\circ, 22.5^\circ, 67.5^\circ$ のそれぞれの測光位置の平均測光位置からのズレ（強制測光ではない場合）

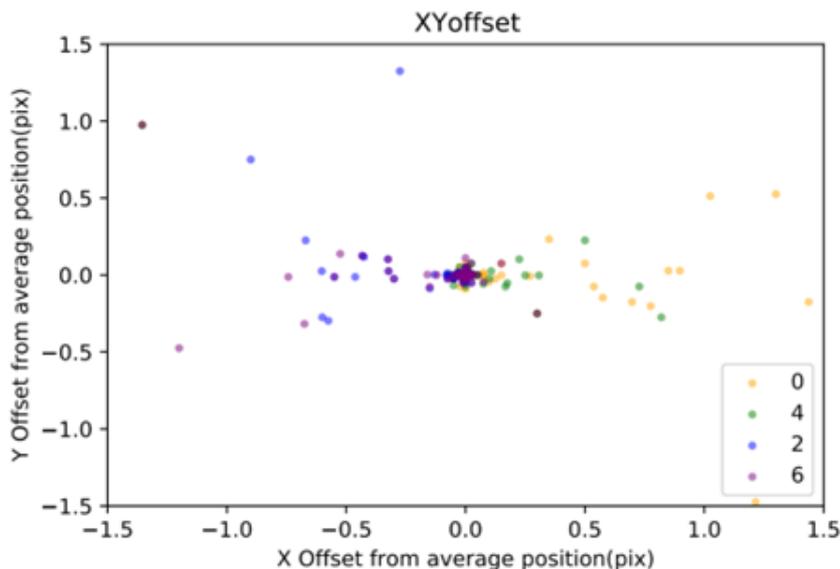


図 3.3: 0°,45°,22.5°,67.5° のそれぞれの測光位置の平均測光位置からのズレ (強制測光の場合)

強制測光を行っているにも関わらず、このずれが0ピクセルにならないのは、星像検出時に有効数字以下の値がばらつくからだと考えられる。参照画像において星像検出を行っているが、スカイカウントを引いてから検出を行っている。スカイカウント推定のための参照位置が少し異なることがあれば、スカイカウントが変化し、点源検出位置も変化してしまう。

3.1.3 アパーチャーサイズ

アパーチャーサイズは、星の測光範囲を指定するものである。測光範囲は円形でアパーチャーサイズはその直径を表している。HONIRにおけるピクセルスケールは、可視0.294秒角/pix、近赤外0.295秒角/pixであり、今回観測した画像における典型的な星像サイズ(半幅幅)は4.5ピクセルである。本研究ではディザリングを行っているため、三度観測している星が存在する。その星の3つの観測結果を同様にデータリダクションパイプラインに通し、ディザリング観測を行った画像間での偏光方位角の相関を調べた。図3.5は、異なるアパーチャーサイズのディザリング間での偏光方位角の相関を示したものである。ディザリングの3つの観測結果をそれぞれ0,1,2と番号づける。横軸は0の偏光方位角、縦軸は1(黄色)もしくは2(緑色)の偏光方位角を示している。同じ星を観測し、リダクションしているので0の角度と1,2の角度は等しくなるはずである。そのため、その相関が良い程、測光の安定性が良いと言える。0の角度と1の角度の相関係数を r_1 、0の角度と2の角度の相関係数を r_2 として示している。図3.5を見ると、アパーチャーサイズが小さいほど相関が小さくなる傾向があることが分かる。これは、アパーチャーサイズが小さいために測光位置が少しずれただけで、測光結果が変化してしまう場合があるからである。また、星像が地球大気のゆらぎによって膨らむ場合に、測光範囲内に入りきらない場合もある。一方で、アパーチャーサイズを大きくすると相関が良くなるが、図3.5fを堺にして図3.5gでは小さくなっている。これは、アパーチャーサイズが大きすぎると近くの他の星も含めて測光してしまう場合があるからである(図3.4参照)。また、アパー

チャージャーサイズが大きいことによるスカイノイズの増大によってデータがばらつくことにも起因している。

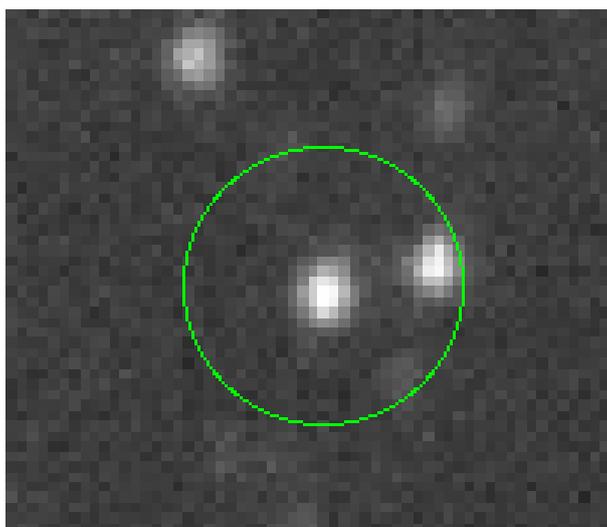
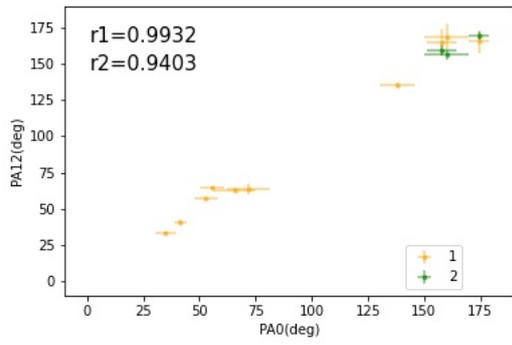


図 3.4: 近くの他の星を測光してしまう様子（アパーチャーサイズ 27 pix）

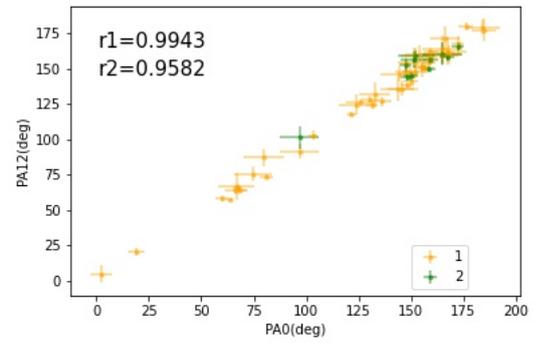
本当の適切なアパーチャーサイズは、天候やフォーカスによって時間変化し、周囲の星の込み具合で変わるはずである。さらに、一つの画像内でも収差のため中心部と周縁部では像の形状が異なっており、それがフォーカスの変化によって複雑に変化するため、画像全体で見た場合に、星像ごとにアパーチャーサイズを変えることはリダクションの不定性が増すデメリットがある。今回の観測領域では、アパーチャーサイズ 24 ピクセル付近をピークとして相関係数はゆるやかな山となっていることから、ピーク付近ではアパーチャー依存性は小さいとみてとれる。そのため、一律に 24 ピクセルを採用することにした。

3.1.4 画像のシフト量

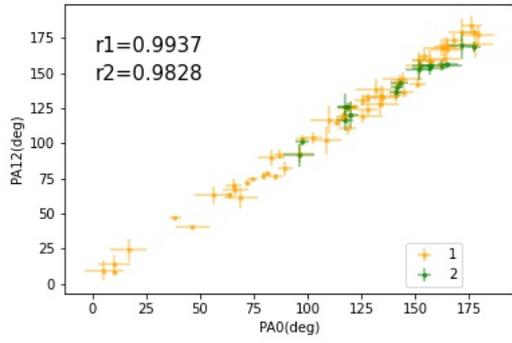
2.3 の 2. における画像合成は、 $0^\circ, 45^\circ, 22.5^\circ, 67.5^\circ$ の常光・異常光のそれぞれの画像で天体位置を検出し、その天体位置をもとに画像の位置を合わせて、合成している。しかし、図 2.15 の合成画像のようにずれて合成されてしまう現象が起きた。短冊状のフレームの位置がずれ、本来星がない領域であるフレーム間にも星が写っている。



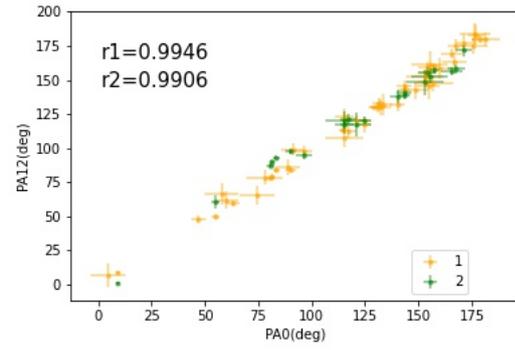
(a) 6 pix



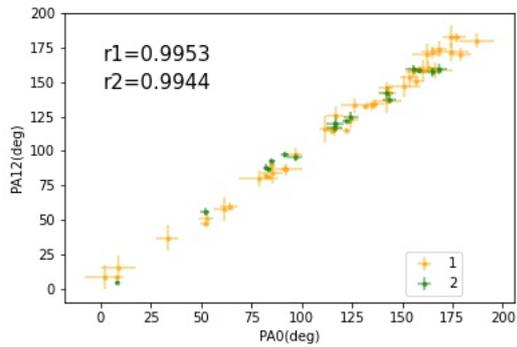
(b) 12 pix



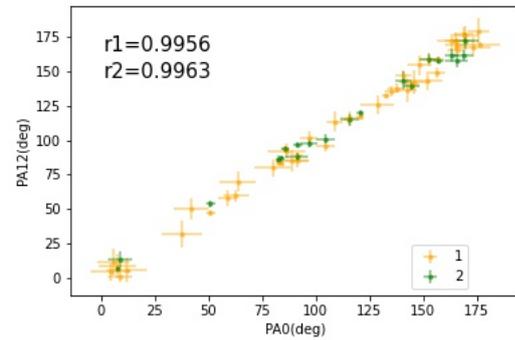
(c) 15 pix



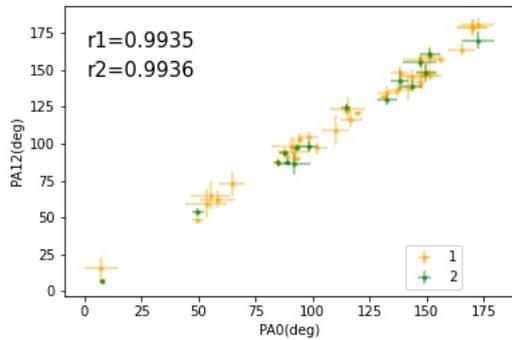
(d) 18 pix



(e) 21 pix



(f) 24 pix



(g) 27 pix

図 3.5: 異なるアパーチャーサイズのデザイン間での偏光方位角の相関

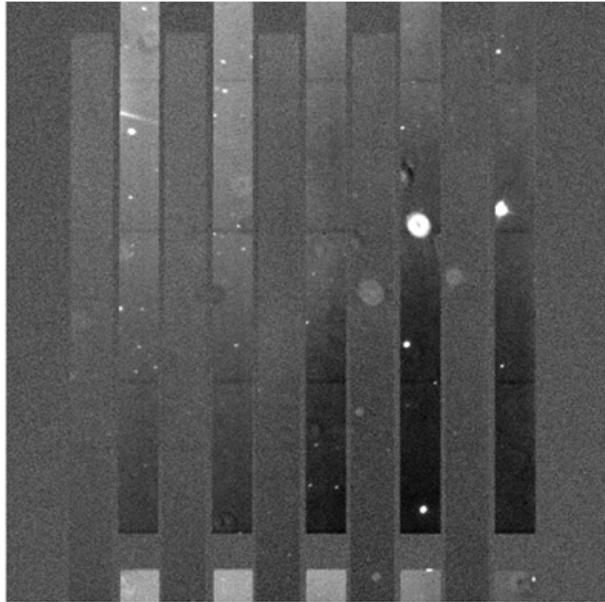


図 3.6: combine 画像の作成失敗の様子

画像合成の失敗の原因を探るため、どのような基準で合成させているかを調べると、以下の記載があった。

```
for SN in [100,20,10,5,3,2,1,0]:
    SN_sel=(Tab["SN0o"]>SN)&(Tab["SN0e"]>SN)&(Tab["SN0"]>SN)&(Tab["SNe"]>SN)
    if np.sum(SN_sel) > 0:
        break
```

これは、SN 比が良い天体を SN の値の段階的に探し (SN = 100,20,10,5,3,2,1,0)、その値より SN 比が大きい星が一つでもあればその星の位置のみを画像合成に使っていることを意味している。

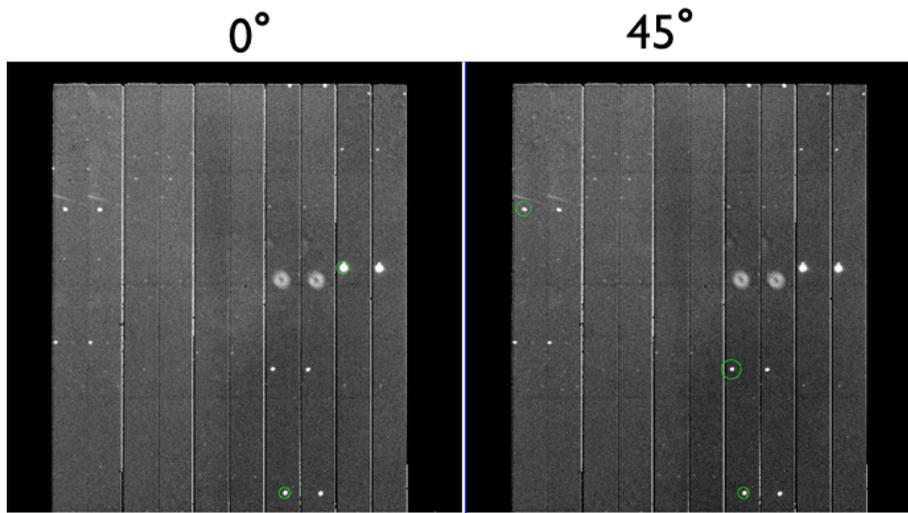


図 3.7: 画像合成の位置合わせに使用する星が異なる様子

実際に画像中のどの星像が使用されているかを図示したものが図 3.7 である。図 3.7 では、 0° と 45° の画像において、画像合成の位置合わせに使用する星を緑の丸で示している。それぞれ同じ星を使用すれば正しく合成されるが、異なる星が合成の位置合わせに使用されていることが分かる。また、使用する星の数が画像内に写る星の数に比べかなり少なくなっている。使用する星の数が少ない場合、異なる星の位置を使用して画像合成してしまう可能性が上がる。同じ星において、 0° の画像では SN 比が良いが、 45° の画像では悪い星が存在した場合、 0° の画像でのみ画像合成の位置合わせに使用され、画像合成に失敗してしまう。そこで、

```

for SN in [100,20,10,5,3,2,1,0]:
    SN_sel=(Tab["SN0o"]>SN)&(Tab["SN0e"]>SN)&(Tab["SNo"]>SN)&(Tab["SNe"]>SN)
    if np.sum(SN_sel) > 5:
        break

```

のように、画像内の SN 比が良い星を 5 つ以上使用するように変更した。すると、図 3.8 のように画像合成の位置合わせに使用する星（緑の丸で囲まれている）の数が 3.7 に比べて増えたことが分かる。その結果、図 3.9 のように画像合成に成功した。図 2.15 と比較すると、短冊状のフレーム間に星が写らず、正しく合成されていることが分かる。

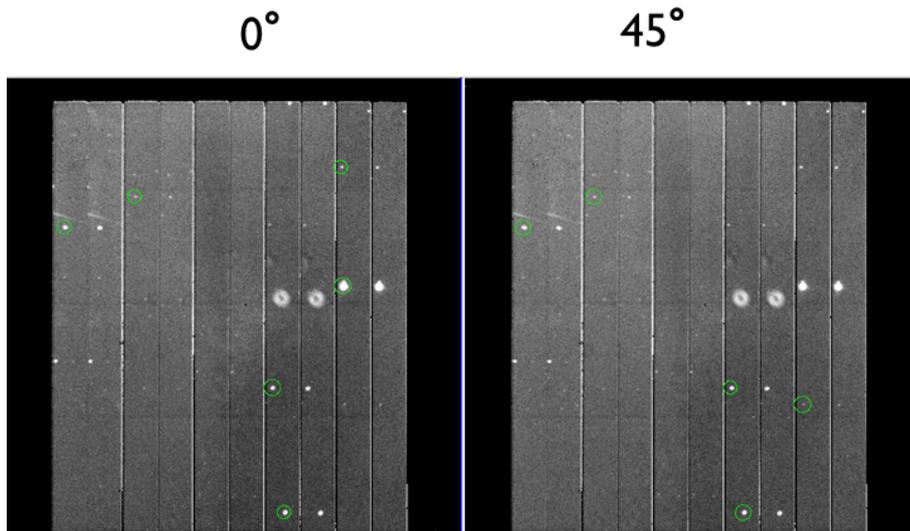


図 3.8: 画像合成の位置合わせに使用する星の数が多い様子

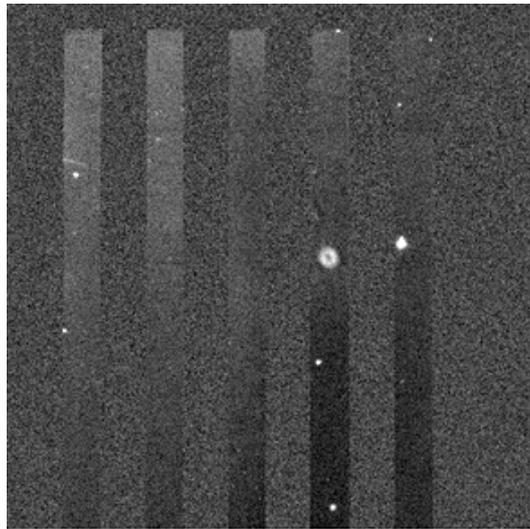


図 3.9: 合成に成功した画像

3.2 CCD ポート入れ替わり・反転

CCD 検出器で得た各ピクセルの情報の読み出し時間は、その画素数が多ければ多くの時間を要する。より効率的に観測画像を取得し、次の観測に移るためには読み出し時間の短縮が必要である。図 3.10 のように、ピクセルの読み出しを並列化すること（マルチポート化）で、その時間を短縮している。読み出しの分割された領域のことをポートと呼ぶ。

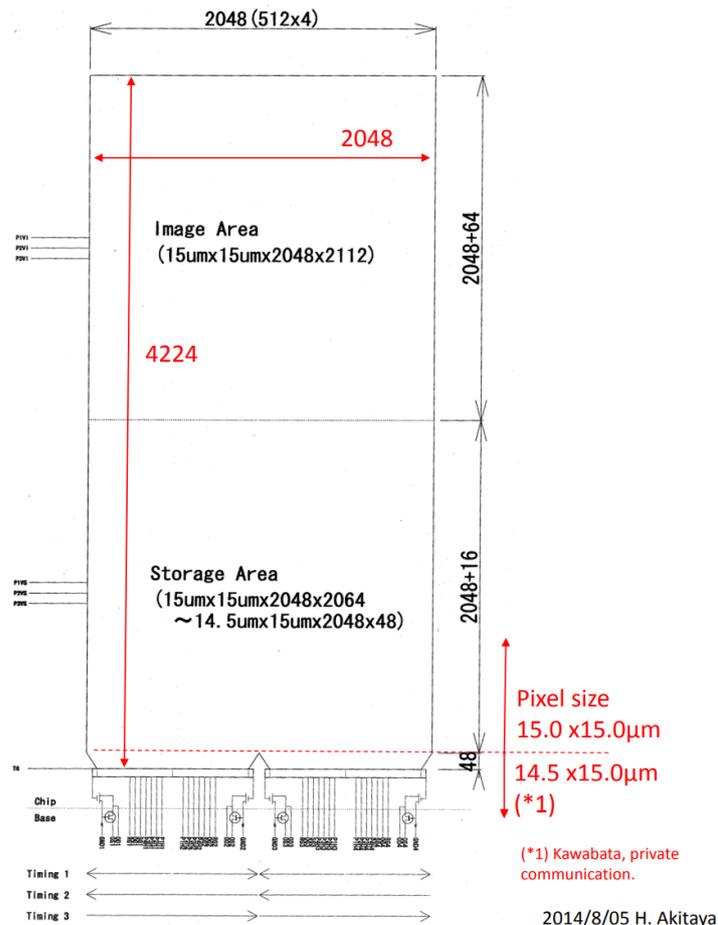


図 3.10: CCD 検出器におけるマルチポートの構造 [15]

観測中、稀にポートの位置に入れ替わりや反転が生じる現象が起きている。観測された画像は図 3.11 のように表示される。これは正しく観測された画像に比べ、短冊状のフレームの位置が異なっており、フレーム内で反転している領域も存在する。その原因であるが、A/D 変換後にデジタル化された 4 ポートの値がシリアル列となって検出器コントローラに送られる際に、1 画素分の余分なデータが不可されることで説明されるため、何らかのノイズの混入が有力視されているが、原因箇所の特定までは至っていない。現状では不定期に同じ症状がみられる状況が続いており、今後直すべき課題の一つとなっている。しかし、その入れ替わりや反転の仕方は一定で、安定しているため、まずはその状態で観測された画像を正しく解析できるように修正を行う。修正は、共同研究者である秋田谷 洋氏（千葉工業大上席研究員）による修正スクリプトによって行った。私は、画像が正しく直っているかの確認を行った。まず、フラット画像で欠陥ピクセルの位置を確認し、修正した画像の同じ位置に欠陥ピクセルがあるかを確認した。欠陥ピクセルは、観測の時間や天域に依存せず一定の位置にあるため、その位置が一致しているかを判断基準とした。また、フラット画像を使用したのは、画像全体に一樣な光によるピクセル値が表れるため、欠陥ピクセルの位置判別がしやすいからである。4 つのポートそれぞれにおいて、3 つずつ欠陥ピクセルを選択した。

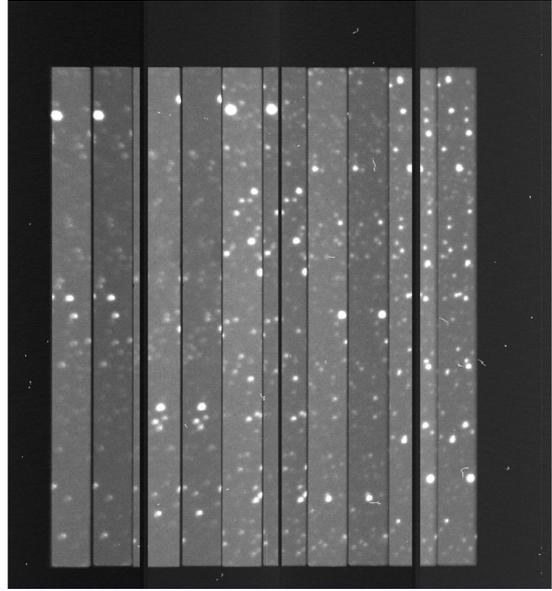
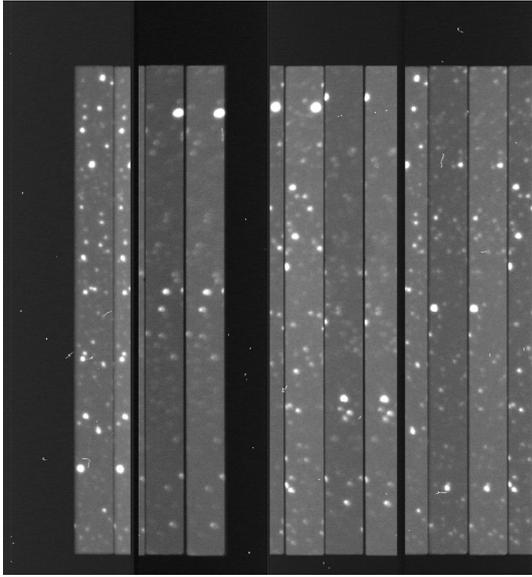


図 3.11: ポート入れ替わり・反転している画像 図 3.12: ポート入れ替わり・反転を修正した画像

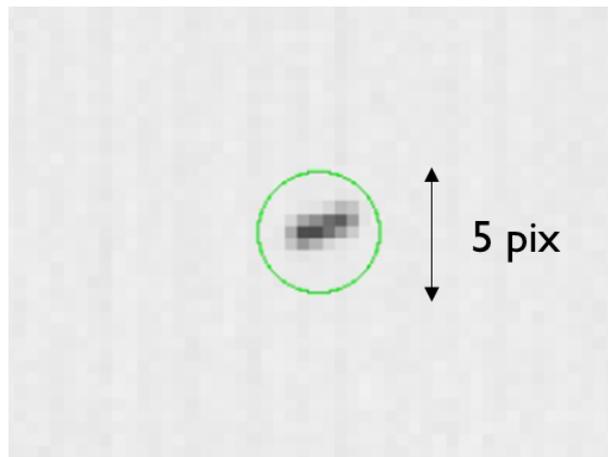


図 3.13: 欠陥ピクセル

以下の表 3.1、確認に使用したパッドピクセルの位置を示す。欠陥ピクセルは図 3.13 のように広がった形を持つが、その中で最もピクセル値が小さいピクセルの位置を示した。また、ポートの番号は画像中の左から port1,2,3,4 とした。

表 3.1: 欠陥ピクセルの位置とそのピクセル値

ポート番号	平均ピクセル値	x[pix]	y[pix]	ピクセル値
port1(x=9-520)	17392	393	1044	9315
		287	1246	13368
		192	1268	13718
port2(x=553-1064)	17765	739	1420	11725
		735	1201	10782
		996	1058	8768
port3(x=1081-1592)	17342	1256	1551	6013
		1168	513	9743
		1523	1731	11867
port4(x=1625-2136)	17104	1766	1484	15540
		1746	1496	15987
		1692	951	11421

修正後の画像の欠陥ピクセルの位置もフラット画像と同様に確認した結果、これらの欠陥ピクセルの位置と同じ位置であったため、正しく直っていると判断した。修正後の画像は図 3.12 であり、修正前の図 3.11 に比べ、短冊状のフレームや星の位置が変化していることが分かる。

3.3 標準星の観測結果

3.3.1 器械偏光の安定性

天体からの光が望遠鏡や観測装置を通過する際、光学系の非軸対称性などの不完全性によって無偏光の入射光に対しても偏光が生じる場合がある。このことを器械偏光と呼ぶ。器械偏光が大きい場合、観測結果に影響を及ぼすため、その大きさを知ることは重要である。器械偏光の程度を調べるには、無偏光標準星の観測結果が用いられる。無偏光標準星には、太陽近傍の殆ど星間吸収を受けていない太陽型星や白色矮星などが用いられており、可視近赤外域の複数のバンドで偏光度が $P \simeq 0.1\%$ かそれ以下であることが判っているものが用いられる。HONIR においては、器械偏光が長期にわたって安定的に無視できるほど小さいことが確認されており、可視域で $P \simeq 0.1\%$ 、近赤外域で $P \simeq 0.2\%$ である (Akitaya et al. 2014, SPIE Proc., 長木舞子 2018 年度広島大学修士論文、森文樹 2021 年度広島大学修士論文等)。可視 R バンドの器械偏光が視野全面にわたり $P \simeq 0.1\%$ に収まっていることも確認されている (Akitaya et al. 2014)。以下の表 3.2 と表 3.3 は無偏光標準星の偏光度 P と偏光方位角 PA の観測値と参考値 [17] を比較したものである。参考値は V バンドにおける値であるが、偏光が小さければ R バンドでの星間偏光も小さい [18] ため、参考値として使用した。偏光度における観測値と参考値の差は $P \simeq 0.05^\circ$ であることが判る。このように今回の我々の観測期においては、2021 年 7 月 23, 27 日、8 月 30 日、2022 年 1 月 29 日、2 月 22 日、10 月 13 日、11 月 2, 3, 5, 6 日に行った無偏光標準星の観測によって器械偏光が十分に小さいことを確認した。

表 3.2: 偏光度 P の観測値と参考値（無偏光標準星）

天体名	バンド	P(観測値)[%]	P(参考値)[%]	P(観測値)-P(参考値)
G191B2B(UP)	R	0.12	0.06	0.06
HD212311(UP)	R	0.08	0.03	0.05
BD32d3739(UP)	R	0.13	0.03	0.10

表 3.3: 偏光方位角 PA の観測値と参考値（無偏光標準星）

天体名	バンド	P(観測値)[%]	P(参考値)[%]	P(観測値)-P(参考値)
G191B2B(UP)	R	86.6	147.7	61.1
HD212311(UP)	R	70.0	51.0	19.0
BD32d3739(UP)	R	72.2	35.8	36.4

3.3.2 器械消偏光補正、及び偏光方位角補正の妥当性の確認

光学素子の旋光性（直線偏光→円偏光変換）や偏光プリズムの不完全性によって、偏光度が弱められて測定される場合があり、それを器械消偏光と呼ぶ。幸い、HONIR においてはどのバンドでも消偏光は十分に小さく、99%以上の効率で偏光が測定できていることから（2021年12月8日のワイヤグリッド光学素子を用いた観測でも確認済み）器械消偏光の補正はしていない。

2.2.3 で得られた偏光の方位角 (PA) は、器械座標での偏光角であり、それを天球座標での方位角（天の北極の向きを原点とし、東まわりに測る）に直す必要がある。その補正法を得るためには、安定して大きな偏光を有する強偏光標準星が用いられる。HONIR はここ 4 年以上、装置を望遠鏡に固定したままとしていることから、以前得られた補正方法がそのまま使えており、今回のパイプラインでもそれに基づいて補正が行われている。以下の表 3.4 と表 3.5 は強偏光標準星の偏光度 P と偏光方位角 PA の観測値と参考値 [17] を比較したものである。結果からおおよそ 2° 以内の偏光方位角の補正ができていることが判る。偏光度の値が小さめに出ていることについては、参考文献（光電子増倍管を用いた観測）と測定バンドの違いが反映されている可能性も残されていると考えている。

表 3.4: 偏光度 P の観測値と参考値（強偏光標準星）

天体名	バンド	P(観測値)[%]	P(参考値)[%]	P(観測値)-P(参考値)
BD64d106(SP)	R	5.433	5.150	0.283
BD59d389(SP)	R	6.558	6.430	0.128
HD204827(SP)	R	5.118	4.893	0.225

表 3.5: 偏光方位角 PA の観測値と参考値 (強偏光標準星)

天体名	バンド	PA(観測値)[deg]	PA(参考値)[deg]	PA(観測値)-PA(参考値)
BD64d106(SP)	R	98.49	96.74	1.75
BD59d389(SP)	R	98.86	98.14	0.72
HD204827(SP)	R	59.96	59.10	0.86

第4章 観測結果

本研究で整備したデータリダクションパイプラインを通して得られた結果を用いて、偏光ベクトルマップを作成し、視線方向の距離分解も行うことで、銀河磁場の構造を探った。主として私が観測しリダクションをした結果を、共同研究者の土井靖生氏（東京大）が解析し可視化を行っている（Doi, Nakamura, in prep.）ので、その結果の一部を紹介する。

4.1 Sagittarius arm（銀河中心方向）

図 4.1 は、いて座の領域の偏光ベクトルマップである。縦軸、横軸は銀緯、銀経を示しており、白い線分の長さが偏光度、向きが偏光の向きを示している。黄色の線分は Planck のデータ (Planck Collaboration et al.) から得られた磁場方向を示しており、線分の長さは磁場の向きだけを表現するように正規化されている。天球面上において様々な偏光度と偏光方位角の星が観測されたことが分かる。

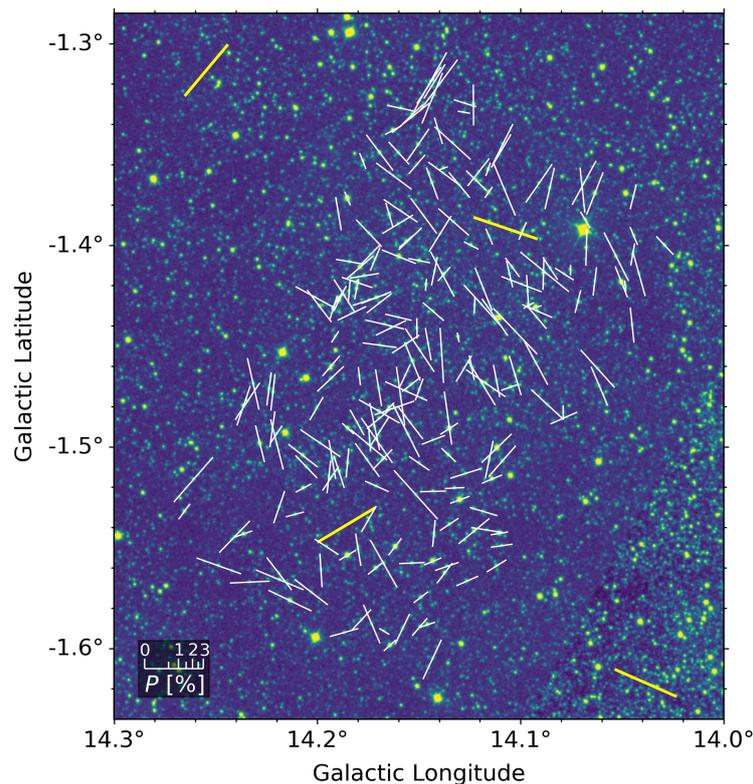


図 4.1: 偏光ベクトルマップ (Sagittarius arm)

次に、視線方向の距離ごとに分割した偏光ベクトルマップを図 4.2 に示す。1.57 kpc, 1.57 - 1.71 kpc, 1.71 - 2.36 kpc, 2.36 kpc と距離を区切り、それぞれの距離区間内の星の偏光ベクトルを示している。星のそれぞれの距離は Gaia-DR3 のデータを使用している。視線方向の距離の分割にはブレイクポイント解析 (Doi et al. [19]) を用いた。それぞれの距離ごとに異なる偏光パターンが見える。図 4.3 はそれぞれの距離ごとの偏光方位角のヒストグラムである。距離ごとに偏光方位角が異なる傾向が表れ、星間磁場によって偏光方位角が変化する様子が捉えられている。また、ヒストグラムは 30° と 140° を中心とした二峰性を示しており、銀河面に平行な角度である 90° (図 4.3 中の点線) の分布が最小であった。観測は銀河磁場パターンが銀河面方向から有意にずれている領域を選定したが、偏光方位角が 90° の星が少ないという結果に表れたことも確認できた。

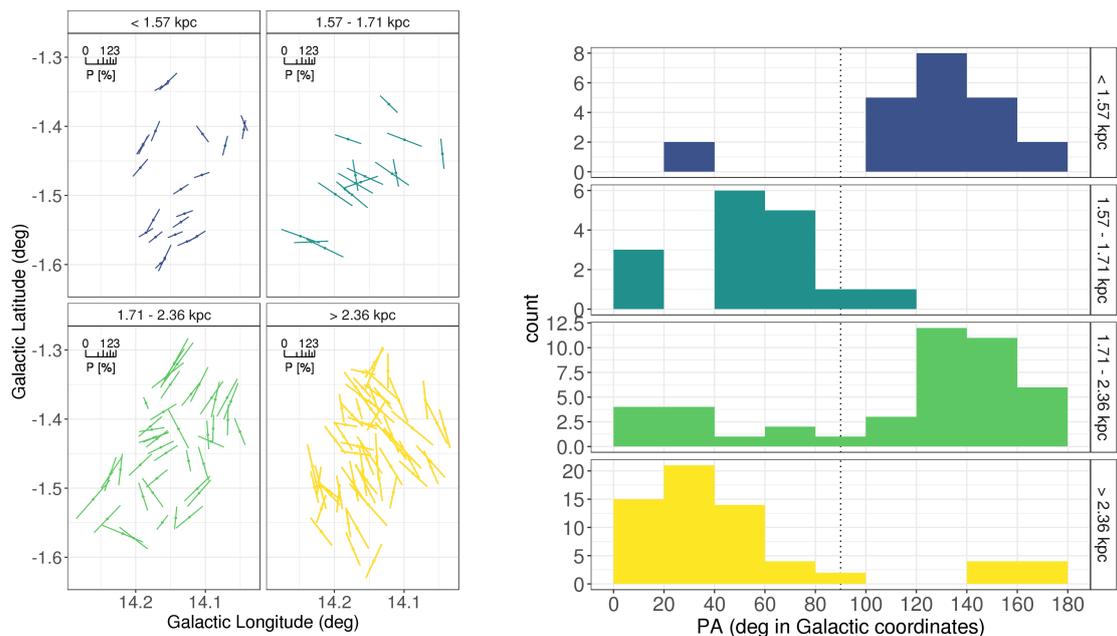


図 4.2: 視線方向に距離分解した偏光ベクトルマップ 図 4.3: 偏光方位角の距離ごとのヒストグラム

第5章 まとめと今後

本研究では、天の川銀河内の偏光観測及びそのデータリダクションパイプラインの改善を行った。以前までは視野中心に写る単体の天体の解析に対してデータリダクションを行っていたが、視野全体に写る複数の天体に対して動作するように改善した。具体的には、測光方法を強制測光に変更したことで、角度ごとの画像で違う星を測光していた点を改善した。また、様々なアパーチャーサイズで解析行ったことで、ディザ間で偏光方位角に相関が大きくなるアパーチャーサイズを見つけた。さらに、画像合成に使用する天体条件を変化させたことで、合成画像が上手く作成されない（ずれて作成される）点を改善した。それらの結果を使用して、偏光ベクトルマップの作成も行った。偏光ベクトルマップ作成はRバンドのみ行ったが、今後はHバンドについてもデータリダクションの整備を進めたい。

謝辞

本研究の遂行にあたり多大なご指導を賜った川端先生に深謝致します。お忙しい中お時間を作っていただき、ご指導いただいたき、大変お世話になりました。また、土井先生、松村先生には毎週ミーティングをしていただき、多くの興味深い解析結果やご指導を頂きました。先生方のご支援のおかげで研究を進めることができました、ありがとうございます。さらに、笹田先生、秋田谷先生にはデータリダクションパイプラインやHONIRについての知識を教えてくださいました。豊富な経験と知識で多くの助言をいただけたことに感謝申し上げます。そして観測を教えてくださいました中岡さんや今澤さんにも感謝いたします。Pythonや研究全般について助言をくれ、研究の推進に大きく貢献してくれた榎木くんにも感謝いたします。

森さんには、偏光の自動解析について一から教えていただきました。在学中のみならず卒業後も質問させていただいたにも関わらず、毎回丁寧に答えていただきありがとうございました。研究のことしか話せていないのでプライベートのことも話したいのですが、いつも拒否されてしまいます。いつか飲みに行きましょう（n回目）。

また、研究室の皆さんと過ごす日々は居心地がよく、楽しいものとなりました。一緒にご飯に行ったり、フットサルをしたり、就活話や恋バナなど他愛のない話をしたりする時間が好きでした。特に同級生の5人は気が合う人たちばかりで、話すのがとても楽しかったです。全員で集まる機会は多くありませんでしたが（誰のせいとはいいませんが）、5人で行った四国旅行が思い出に残っています。

最後に、古賀柚希くん。インターンでたまたま一緒になり、仲良くなりましたね。大学院生活という出会いが少ない中で、ここまで何かと気が合って仲良くなれる人と出会えるとは思っていませんでした。そんな古賀くんが研究室に来る日は、少し楽しみでわくわくしていました。社会人になっても仲良くしましょう。

その他様々な部分でお世話になった方々にも感謝申し上げます。ありがとうございました。

参考文献

- [1] Basu, A. & Roy, S. 2013, MNRAS, 433, 1675. doi:10.1093/mnras/stt84510.48550/arXiv.1305.2746
- [2] 広島大学宇宙科学センター HP
<https://www.hiroshima-u.ac.jp/hasc/abstract>
- [3] 山本哲生「磁場による星間微粒子の整列機構」、シリーズ現代の天文学 第6巻、福井・犬塚・大西・中井・舞原・水野編『星間物質と星形成』6.6節 図6.9（日本評論社）
- [4] Gaia, ESA, Gaia overview
https://www.esa.int/Science_Exploration/Space_Science/Gaia/Gaia_overview
- [5] Gaia, ESA, Science Performance
<https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/science>
- [6] Heiles, C. 2000, AJ, 119, 923. doi:10.1086/301236
- [7] 松場祐樹 2016年度 卒業論文 「一露出型偏光撮像器 HOWPol の CCD 冷却用新デュワーの開発」(広島大学)
- [8] 山田博仁「電磁気学 II Electromagnetics II 6/11 講義分 電磁波の偏り」
<https://slidesplayer.net/slide/14326051/>
- [9] 森文樹 2021年度 修士論文 「かなた望遠鏡の偏光観測によるブレーザーの可視光放射領域の磁場推定」(広島大学)
- [10] 佐々木敏由紀「偏光素子」、シリーズ現代の天文学 第15巻、家・岩室・舞原・水本・吉田編『宇宙の観測 I』第2版 6.7節 図6.35（日本評論社）
- [11] 長木舞子 2018年度 修士論文 「近傍の IIP 型超新星 SN 2017eaw が示した可視光近赤外線偏光特性の観測的研究」(広島大学)
- [12] 富田晃彦 星の等級の算出 和歌山大学教育学部屋上天文台 CCD カメラによる天体観測 <http://web.wakayama-u.ac.jp/~atomita/ccd/magnitude/caps/photpars.bmp>
- [13] Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2015, A&A, 576, A104. doi:10.1051/0004-6361/20142408210.48550/arXiv.1405.0871
- [14] NASA/JPL-Caltech/ESO/R. Hurt
<https://www.eso.org/public/images/eso1339e/>

- [15] HONIR 開発 wiki ページ
<https://1601-031.a.hiroshima-u.ac.jp/honir/wiki/index.php?TopPage>
- [16] SExtractor, Emmanuel Bertin, Astromatic.net/AstrOmatic software
<https://www.astromatic.net/software/sextractor/>
- [17] Schmidt, G. D., Elston, R., & Lupie, O. L. 1992, AJ, 104, 1563. doi:10.1086/116341
- [18] Serkowski, K. 1974a, in *Methods of Experimental Physics*, Vol. 12, Part A. Astrophysics: Optical and Infrared, ed. N. Carleton (New York: Academic Press), 361
- [19] Doi, Y., Hasegawa, T., Bastien, P., et al. 2021, ApJ, 914, 122. doi:10.3847/1538-4357/abfcc5