

広がった天体を含む可視偏光観測の
自動解析パイプラインの構築

広島大学 理学部 物理科学科
高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

B143442 高木健吾

主査:川端弘治

副査:和田真一

2017年2月9日 提出

概要

偏光観測により天体周辺の磁場や星周物質の構造を知ることができる。しかし、かに星雲のような広がった天体の偏光観測は、恒星などの点光源の天体の観測に比べて、背景スカイの時間的・空間的変動や、装置内の結像性能の非一様性の影響を受けやすく、一般に高精度の偏光観測は難しい。

本研究では、かなた望遠鏡に装着されている可視赤外線同時カメラ HONIR によって得られる偏光撮像観測データを、効率よくリダクションするための自動解析パイプラインの構築を行った。広がった天体の偏光観測では、画像ごとの位置合わせや、背景スカイ成分の推定と差し引きなどが観測精度に大きく影響することを見出し、それらを解決しながらリダクションを行う手法をとり入れることで、解析の高精度化を実現した。

目次

第 1 章	序論	7
1.1	かなた望遠鏡	7
1.2	偏光	8
1.2.1	偏光とストークスパラメータ	8
1.2.2	観測で得られるデータと偏光パラメータの導出	9
1.2.3	偏光を示す天体	11
1.3	かなた望遠鏡での突発天体の研究	12
1.4	かにパルサーとかに星雲	12
1.4.1	かにパルサー	12
1.4.2	かに星雲	12
1.5	可視近赤外線同時撮像装置 HONIR	13
1.5.1	偏光撮像	14
1.6	本研究の目的	16
第 2 章	観測手法	18
2.1	偏光撮像観測で得られるデータ	18
2.2	生データに対する一次処理	18
2.3	測光方法	22
2.4	偏光撮像のキャリブレーション	23
2.4.1	器械偏光	23
2.4.2	器械消偏光	23
2.4.3	方位角原点	23
第 3 章	天体ごとの解析法と解析結果について	25
3.1	混み合った領域での点光源に対する最適な測光パラメータの決定	25
3.1.1	PSF 測光を用いた解析	25
3.1.2	PSF 測光を用いた偏光解析結果	28
3.1.3	開口測光を用いた解析	29
3.2	広がった天体に対する偏光データリダクションの最適化	34
3.2.1	NGC2261 の偏光解析	35
3.3	偏光データリダクションのかに星雲への応用	41
第 4 章	まとめ	46

付録 A Fermi ガンマ線宇宙望遠鏡をもちいた GRB の自動解析	47
A.1 Fermi ガンマ線宇宙望遠鏡 (Fermi 衛星)	47
A.1.1 LAT 検出器	48
A.2 LAT データと解析方法	49
A.2.1 解析法と解析手順	49
A.2.2 最尤法	54
A.3 GRB 検出から自動解析	55
A.3.1 ガンマ線バースト (GRB)	55
A.3.2 ガンマ線検出から自動解析までの流れ	55
A.4 GRB のフラックスの時間変化の自動解析	56

目次

1.1	かなた望遠鏡 [1]	7
1.2	ストークスパラメータ Q, U と P, θ の関係	9
1.3	反射星雲の偏光の例 (おうし座 HL Tau) [8]	11
1.4	Crab Nebula [9]	13
1.5	可視赤外線同時撮像装置 HONIR [2]	13
1.6	偏光撮像用マスク [3]	14
1.7	偏光分光用マスク [3]	14
1.8	使用されている半波長板 [4]	15
1.9	シングルウォラストンプリズム [5]	15
1.10	ダブルウォラストンプリズム [5]	15
1.11	可視光のフィルターによる透過率 [7]	16
1.12	近赤外線のフィルターによる透過率 [7]	16
2.1	偏光撮像で得られるデータ	18
2.2	オーバースキャン領域をひいた後の画像	18
2.3	画像にのっているノイズ	19
2.4	一次処理フローチャート	19
2.5	バイアス引き前画像	20
2.6	バイアス引き後画像	20
2.7	フラット割り前画像	21
2.8	フラット割り後画像	21
2.9	開口測光 (aperture 測光) [10]	22
3.1	PSF 測光の標準星	26
3.2	かにパルサーと Trimble28	27
3.3	PSF 測光のモデルからの差し引きの結果 (右:0 度の時の常光の星像部分からのモデルを差し引いた画像, 左:0 度の時の異常光の星像部分からモデルを差し引いた画像)	27
3.4	PSF 測光のモデルからの差し引きの結果 (右:45 度の時の常光の星像部分からのモデルを差し引いた画像, 左:45 度の時の異常光の星像部分からモデルを差し引いた画像)	27
3.5	PSF 測光のモデルからの差し引きの結果 (右:22.5 度の時の常光の星像部分からのモデルを差し引いた画像, 左:22.5 度の時の異常光の星像部分からモデルを差し引いた画像)	28
3.6	PSF 測光のモデルからの差し引きの結果 (右:67.5 度の時の常光の星像部分からのモデルを差し引いた画像, 左:67.5 度の時の異常光の星像部分からモデルを差し引いた画像)	28

3.7	PSF 測光で得られたデータから計算した偏光ベクトルを表す Q,U 平面	29
3.8	アパーチャー半径が 6pixel の時の図	30
3.9	アパーチャー半径が 6pixel の時のカウントマップ	30
3.10	アパーチャー半径が 8pixel の時の図	30
3.11	アパーチャー半径が 8pixel の時のカウントマップ	30
3.12	アパーチャー半径が 10pixel の時の図	31
3.13	アパーチャー半径が 10pixel の時のカウントマップ	31
3.14	アパーチャー半径が 12pixel の時の図	31
3.15	アパーチャー半径が 12pixel の時のカウントマップ	31
3.16	アパーチャー半径が 14pixel の時の図	32
3.17	アパーチャー半径が 14pixel の時のカウントマップ	32
3.18	開口半径を変化させたときの QU 平面	33
3.19	アパーチャー測光を用いた解析から得られた QU 平面	34
3.20	かに星雲の観測画像	35
3.21	NGC2261 の観測画像	35
3.22	20171031 の常光のスカイの時間変化	36
3.23	20171031 の異常光のスカイの時間変化	36
3.24	20171109 の常光のスカイの時間変化	37
3.25	20171109 の異常光のスカイの時間変化	37
3.26	20171127 の常光のスカイの時間変化	38
3.27	20171127 の異常光のスカイの時間変化	38
3.28	20171219 の常光のスカイの時間変化	39
3.29	20171219 の異常光のスカイの時間変化	39
3.30	スカイ成分の場所ごとの偏り	40
3.31	NGC2261 の偏光パターン	41
3.32	10 月 31 日のかに星雲の偏光マップ	42
3.33	10 月 31 日のかに星雲の偏光マップ (かにパルサー付近を拡大)	42
3.34	11 月 09 日のかに星雲の偏光マップ	43
3.35	11 月 09 日のかに星雲の偏光マップ (かにパルサー付近を拡大)	43
3.36	11 月 27 日のかに星雲の偏光マップ	44
3.37	11 月 27 日のかに星雲の偏光マップ (かにパルサー付近を拡大)	44
3.38	かに星雲の偏光度、偏光方位角の分布 [14]	45
A.1	Fermi ガンマ線衛星 [15]	47
A.2	LAT 検出器と GBM 検出器 [16]	47
A.3	LAT 検出器 [17]	48
A.4	露光マップ	51
A.5	GRB の自動解析の流れ	55
A.6	ライトカーブ作成時のプログラム内での流れ	56
A.7	GRB130427 のデータを用いて作成したライトカーブ	57

A.8 M. Ackermann の Fermi-LAT Observations of the Gamma-Ray Burst GRB 130427A の論文 [18] 内のフラックスカーブ	57
A.9 GRB170115 のフラックススライドカーブ	58
A.10 GRB170214 のフラックススライドカーブ	58
A.11 GRB170306 のフラックススライドカーブ	59
A.12 GRB170405 のフラックススライドカーブ	59
A.13 GRB170409 のフラックススライドカーブ	59
A.14 GRB170510 のフラックススライドカーブ	59
A.15 GRB170522 のフラックススライドカーブ	60
A.16 GRB170808 のフラックススライドカーブ	60
A.17 GRB170810 のフラックススライドカーブ	60
A.18 GRB171010 のフラックススライドカーブ	60
A.19 GRB171102 のフラックススライドカーブ	61
A.20 GRB171120 のフラックススライドカーブ	61
A.21 GRB171124 のフラックススライドカーブ	61
A.22 GRB171210 のフラックススライドカーブ	61

表 目 次

1.1	かなた望遠鏡の性能 [1]	8
1.2	各バンドごとの波長帯 [6]	16
2.1	ワイヤーグリッド星の諸元	23
2.2	ワイヤーグリッド星の偏光データ	23
2.3	強偏光標準星の諸情報 [11]	24
2.4	R バンドの偏光解析結果 (器械座標系における値)	24
2.5	R バンドでの器械座標と天球座標の偏光方位角の差 (単位:度)	24
3.1	観測天体の条件	25
3.2	PSF 測光による偏光度、偏光方位角	28
3.3	アパーチャー半径の変化	30
3.4	開口半径による偏光度、偏光方位角の変化	32
3.5	かにパルサーを開口測光を用いた偏光解析	33
3.6	過去のかにパルサーの偏光解析の結果	34
A.1	LAT 検出器と GBM 検出器の諸性能 [16]	47
A.2	GRB の諸元	58

第1章 序論

1.1 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附属東広島天文台に設置されている口径 1.5m の可視光赤外線望遠鏡である。この望遠鏡は以前国立天文台の三鷹キャンパス内において『赤外線シュミレータ』という名前ですばる望遠鏡の観測装置の試験に使われていた。2006 年に観測環境や利便性という観点から東広島市の南東の山頂に移設され、望遠鏡制御装置の改良や新しい観測装置の開発が進められた。現在は X 線やガンマ線の波長域で観測する人工衛星と連携して、ガンマ線バースト (GRB) などの突発天体等の観測研究を行っている。



図 1.1: かなた望遠鏡 [1]

光学系	Ritchey-Chretien 光学系
主鏡の有効径	1500mm
主鏡材	ULE(Ultra Low Expansion) ガラス
合成 F 値と焦点距離 f	F/12.2 f=18,300mm(F/12.3 f=18,501.7mm)
視野	直径 15 分角 (0.25 度)
焦点面スケール	11.271 秒角/mm(11.148 秒角/mm)
架台	経緯台
最大角速度	方位軸まわり 5 度/秒 高度軸まわり 2 度/秒
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 1.1: かなた望遠鏡の性能 [1]

かなた望遠鏡の主鏡の有効径は 1.5m と国内最大級で、高い集光能力を持っている。また方位速度は最大 5 度/秒、高度速度は最大 2 度/秒という高い駆動性能を持っており、この点から突発天体の観測に適している。

かなた望遠鏡の観測装置として、現在一露出型偏光撮像装置 (HOWPol), 可視赤外線同時撮像装置 (HONIR), 高速 CCD カメラの 3 つが運用されている。

1.2 偏光

1.2.1 偏光とストークスパラメータ

電場・磁場は光の進行方向に対して垂直に振動している。この振動方向は自然光ではばらばらであり偏りはない。この振動の方向がある特定の方向に偏っている光を直線偏光という。以下では、単に偏光と呼ぶ場合には直線偏光を表すものとする。偏光を表すパラメータにはどのくらい偏光しているかという偏光度 P と、どの方向に偏光しているかという偏光方位角 θ があるが、ベクトル的ではないため、単純な加算ができない。そこで、加算可能なベクトル成分として扱うことができるように I, Q, U, V というストークスパラメータが導入されている。

$$I = \langle \varepsilon_x^2 + \varepsilon_y^2 \rangle \quad (1.1)$$

$$Q = \langle \varepsilon_x^2 - \varepsilon_y^2 \rangle \quad (1.2)$$

$$U = \langle 2\varepsilon_x\varepsilon_y \rangle \cos \delta \quad (1.3)$$

$$V = \langle 2\varepsilon_x\varepsilon_y \rangle \sin \delta \quad (1.4)$$

ε_x は電磁波電場ベクトルの X 方向の振幅、 ε_y は Y 方向の振幅、 δ は位相差、 $\langle \rangle$ は時間平均をあらわしている。

I は電磁波の強度に関するパラメータ、 Q, U は直線偏光に関するパラメータ、 V は円偏光に関するパラメータ

タである。

偏光度 P 、偏光方位角 θ はストークスパラメータを用いて表すことができ、

$$P = \sqrt{\frac{Q^2 + U^2}{I}} \quad (1.5)$$

$$\theta = \frac{1}{2} \arctan \frac{U}{Q} \quad (1.6)$$

式 (1.5) と式 (1.6) より、横軸を $\frac{Q}{I}$ 、縦軸を $\frac{U}{I}$ として QU 平面であらわすと下の図 1.2 の様に表される。この QU 平面の中で線分 OR の長さが偏光度 P を表し、この線分と $\frac{Q}{I}$ 軸とのなす角の半分が偏光方位角 θ を表す。

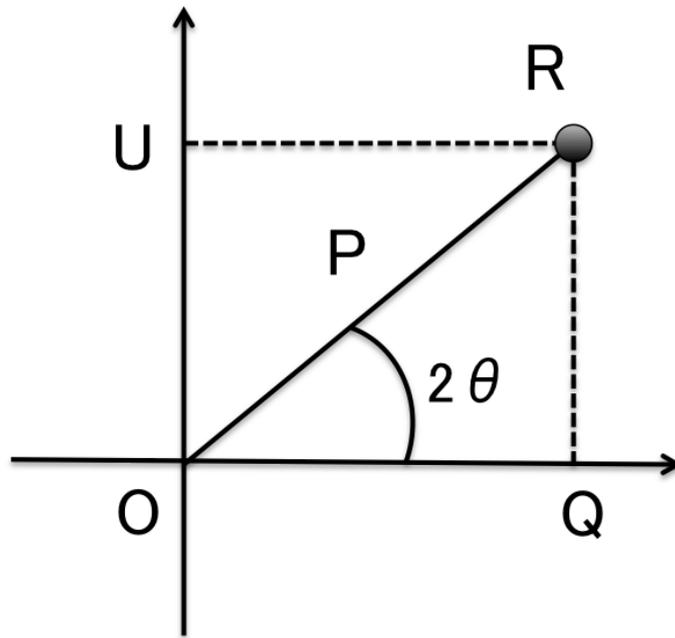


図 1.2: ストークスパラメータ Q, U と P, θ の関係

1.2.2 観測で得られるデータと偏光パラメータの導出

観測時には回転する半波長板とシングルウォラストンプリズムを用いることで常光・異常光に分けられる。観測によって得られるデータは光の強さを表す指標となるフラックス値 (前節の I) である。またここで得られるフラックス値は時間依存する地球大気による吸収 $\xi(t)$ を受けている。また、ウォラストンプリズムによってある効率 k_o, k_e で減光して、常光、異常光に分けられる。半波長板の回転角を 0 度、22.5 度、45 度、67.5 度と変化させことで常光 $I_o(\psi)$ と異常光 $I_e(\psi)$ の値を得ることができる。

$$I_o(\psi) = \frac{I}{2} \left\{ 1 + \frac{Q}{I} \cos 4\psi + \frac{U}{I} \sin 4\psi \right\} k_o \xi(t) \quad (1.7)$$

$$I_e(\psi) = \frac{I}{2} \left\{ 1 - \frac{Q}{I} \cos 4\psi - \frac{U}{I} \sin 4\psi \right\} k_e \xi(t) \quad (1.8)$$

半波長板の回転によって得られる各常光・異常光でのフラックスは、

$$I_o(0^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 + \frac{Q}{I} \right\} k_o \xi(t_{0^\circ}) \quad (1.9)$$

$$I_e(0^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 - \frac{Q}{I} \right\} k_e \xi(t_{0^\circ}) \quad (1.10)$$

$$I_o(22.5^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 + \frac{U}{I} \right\} k_o \xi(t_{22.5^\circ}) \quad (1.11)$$

$$I_e(22.5^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 - \frac{U}{I} \right\} k_e \xi(t_{22.5^\circ}) \quad (1.12)$$

$$I_o(45^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 - \frac{Q}{I} \right\} k_o \xi(t_{45^\circ}) \quad (1.13)$$

$$I_e(45^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 + \frac{Q}{I} \right\} k_e \xi(t_{45^\circ}) \quad (1.14)$$

$$I_o(67.5^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 - \frac{U}{I} \right\} k_o \xi(t_{67.5^\circ}) \quad (1.15)$$

$$I_e(67.5^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 + \frac{U}{I} \right\} k_e \xi(t_{67.5^\circ}) \quad (1.16)$$

と表される。

それぞれの角度において、常光で異常光を割ることで地球大気による吸収を消去することができる。

$$\frac{I_e(0^\circ)}{I_o(0^\circ)} = \left(\frac{1 - \frac{Q}{I}}{1 + \frac{Q}{I}} \right) \frac{k_e}{k_o} \quad (1.17)$$

$$\frac{I_e(45^\circ)}{I_o(45^\circ)} = \left(\frac{1 + \frac{Q}{I}}{1 - \frac{Q}{I}} \right) \frac{k_e}{k_o} \quad (1.18)$$

$$\frac{I_e(22.5^\circ)}{I_o(22.5^\circ)} = \left(\frac{1 - \frac{U}{I}}{1 + \frac{U}{I}} \right) \frac{k_e}{k_o} \quad (1.19)$$

$$\frac{I_e(67.5^\circ)}{I_o(67.5^\circ)} = \left(\frac{1 + \frac{U}{I}}{1 - \frac{U}{I}} \right) \frac{k_e}{k_o} \quad (1.20)$$

0度と45度、22.5度と67.5度のそれぞれの常光と異常光の比を計算することでウォラストンプリズムの減光効率の項も消去することができ、それらを以下のように a_1 と a_2 とおく。

$$a_1 = \sqrt{\frac{\frac{I_e(0^\circ)}{I_o(0^\circ)}}{\frac{I_e(45^\circ)}{I_o(45^\circ)}}} \quad (1.21)$$

$$a_2 = \sqrt{\frac{\frac{I_e(22.5^\circ)}{I_o(22.5^\circ)}}{\frac{I_e(67.5^\circ)}{I_o(67.5^\circ)}}} \quad (1.22)$$

a_1 と a_2 を、 Q, U を用いて表すと

$$a_1 = \frac{1 - \frac{Q}{I}}{1 + \frac{Q}{I}} \quad (1.23)$$

$$a_2 = \frac{1 - \frac{U}{I}}{1 + \frac{U}{I}} \quad (1.24)$$

ここからストークスパラメータである I, Q, U が以下のように表される。

$$I = \sum_{\psi} (I_o(\psi) + I_e(\psi)) \quad (1.25)$$

$$\frac{Q}{I} = \frac{1 - a_1}{1 + a_1} \quad (1.26)$$

$$\frac{U}{I} = \frac{1 - a_2}{1 + a_2} \quad (1.27)$$

これによって観測から得られるフラックス I_o および I_e からストークスパラメータ Q, U をもとめることができる。そこから式 (1.5)、式 (1.6) から偏光度 P , 偏光方位角 θ も求めることができる。

1.2.3 偏光を示す天体

天体からの光の偏光の原因は星間物質中や分子雲中のダストの吸収によっておこる星間偏光や天体の回りに分布しているダストからの散乱、磁力線のまわりを高エネルギーの電子が円運動するときに電磁波が放射されるシンクロトロン放射がある。

シンクロトロン放射をする天体现象の例として、超新星残骸やガンマ線バーストの残光、活動銀河核 (ブレイザー) などが挙げられる。これらは時間変化が早いために早期の観測が必要になってくる。

また、ダスト散乱によっても偏光はおこる。天体周辺に分布しているダストに天体からの光が反射して、その一部が観測される。この偏光の方向は図 1.3 のように光源の天体から偏光は同心円上に見える。このような偏光は第 3 章で出てくる NGC2261 のような反射星雲で見られる。

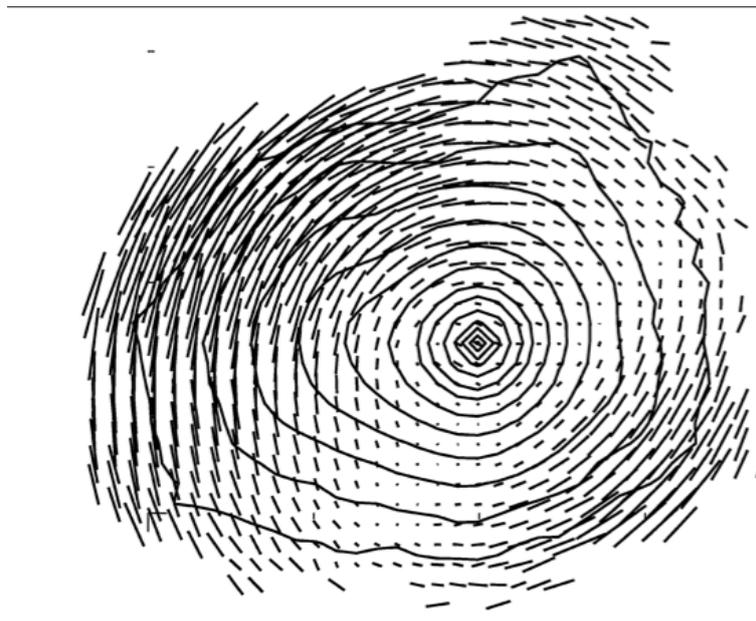


図 1.3: 反射星雲の偏光の例 (おうし座 HL Tau) [8]

1.3 かなた望遠鏡での突発天体の研究

恒星の進化の最終段階として、恒星の大爆発や超高密度天体からのエネルギー解放、銀河中心に形成された巨大ブラックホールからの高速ジェットなどが突発天体として観測される。これらの天体は、発生後すぐに観測することによって、今まで知ることのできなかった物理を知ることができる可能性があることから、初期の観測がとても大切になってくる。かなた望遠鏡は高い駆動性能をもっていることから、突発天体の初期の観測に優れている。

1.4 かにパルサーとかに星雲

1.4.1 かにパルサー

かにパルサーは 1054 年に現れた超新星爆発で生じた高密度天体である。地球から約 7200 光年離れたおうし座のかに星雲の中心にある。このパルサーは 1 秒間で 30 回転しており、地球の磁場の 1 兆倍以上の 1 億テスラという強い磁場をもつ中性子星である。パルサーというのは規則正しく電磁波パルスを出す天体で、そのパルス周期は星の回転周期に対応している。しかし、このパルス周期は時間とともに長くなっており、中性子星の回転が遅くなっているということが分かっている。

現在、かにパルサーからのパルサー風 (パルサーから光速の 99.9% もの速度の電子や陽子などの荷電粒子の流れ) が出されている。そのエネルギーが電磁波に転換されたものがガンマ線領域で観測されている。

1.4.2 かに星雲

1054 年の超新星爆発の残骸でかにパルサーの周辺に分布している。(図 1.4) 現在でも秒速数千キロメートルで膨張を続けるガスが星間物質と衝突することにより、ガンマ線から電波まで幅広い波長で放射し、かに星雲として観測されている。かにパルサー付近の領域ではパルサー風と超新星残骸との相互作用で光っている。可視・近赤外線領域においては、主としてシンクロトロン放射で光っていると考えられている。また、X 線やガンマ線放射で時々増減光しているということが知られている。



図 1.4: かに星雲 [9]

1.5 可視近赤外線同時撮像装置 HONIR

HONIR(図 1.5) は広島大学で開発した観測装置である。かなた望遠鏡のカセグレン焦点に搭載されており、可視 1 チャンネル、近赤外線 2 チャンネルの最大 3 チャンネル同時観測が可能なのが特徴である。現在は可視 1 チャンネル、近赤外線 1 チャンネルの 2 チャンネルでの観測が実現しており、近赤外線の 1 チャンネルの開発が行われている。



図 1.5: 可視赤外線同時撮像装置 HONIR [2]

望遠鏡に入ってきた光は、コリメータレンズ群で平行光になり、ダイクロイックミラーで可視光と近赤外線に分けられる。その後グリズム、フィルター、カメラレンズ群に入り、可視光は CCD で、近赤外線は HgCdTe 検出器 (Virgo) 上で再結像される。

HONIR では、撮像、分光、偏光撮像、偏光分光の観測が可能であるが、本論文では偏光撮像モードを扱う。

1.5.1 偏光撮像

偏光撮像モードは、天体光の偏光成分を調べることにより、天体の磁場構造や星周構造を知る方法である。偏光撮像モードでは、半波長板やウォラストンプリズムを用いて偏光を制御した天体光を計測し、その常光と異常光の比から偏光の要素であるストークスパラメータを算出する。

焦点マスク

現在 HONIR では視野をしぼる為の焦点マスクが 4 種類ある。それは偏光撮像用マスク (図 1.6)、偏光分光用マスク (図 1.7)、分光用マスク、偏光分光用マスクである。

本研究では偏光撮像を扱うので、偏光撮像マスクを使用する。シングルウォラストンプリズムが入射光を偏光成分の常光と異常光にわけ、CCD 上の別々の場所で結像する。マスクを使用しないと常光と異常光の 2 つの画像が重なった状態で得られてしまう。このままでは背景スカイ光成分が 2 倍載ることになり、観測の精度が落ちてしまう。それを避けるために、画像上でマスクをかけることによって、画像が重ならないようにしている。しかし、撮像できる面積は半分になってしまうことに留意する必要がある。

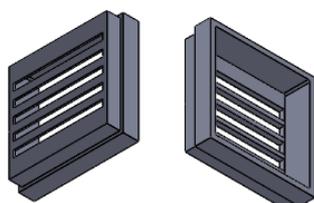


図 1.6: 偏光撮像用マスク [3]

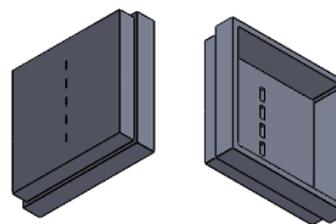


図 1.7: 偏光分光用マスク [3]

半波長板

半波長板 (図 1.8) は、偏光撮像で用いられる光学素子で直線偏光している光の偏光方位を回転させることができる。波長板の光学軸が入射光の偏光方位と一致している場合には、入射光の偏光方位は変化することなく出射する。しかし、入射光の偏光方位が波長板の光学軸から θ だけ傾いている時には、出射光の偏光方位は入射光のそれに対して 2θ だけ 回転して出射する。また、半波長板を使用したとしても、光量の変化がない。(ただし、厳密には不完全な透明性や表面反射のぶん、光量はわずかに減る。) これを用いることによって、天体からの直線偏光の偏光方位を変化させて、装置全体を回転させることなく 4 方位 (0 度, 45 度, 22.5 度, 67.5 度) の偏光情報を容易に得ることができる。



図 1.8: 使用されている半波長板 [4]

ウォラストンプリズム

ウォラストンプリズムは、複屈折を利用した偏光プリズムである。入射光を振動方向の直交している2つの成分の光(常光と異常光)に分解することができる。

HONIR には偏光撮像のためにシングルウォラストンプリズムとダブルウォラストンプリズムの2種類のウォラストンプリズムがある。

- シングルウォラストンプリズム

図 1.9 のようにひとつのウォラストンプリズムで常光と異常光に分ける。半波長板を回転させながら最低4回の撮像が必要なために時間分解能は悪くなるが、常光・異常光の透過効率比や大気透過率の時間変動成分が自動的にキャンセルされるため、高い測定精度が期待できる。

- ダブルウォラストンプリズム

図 1.10 のように2つのウォラストンプリズムの光軸を45度回転させて接合されたものである。それぞれのウォラストンプリズムに半分ずつ光を入射することで、一度の撮像で0度、45度、90度、135度の直線偏光成分を得ることができる。常光・異常光の透過効率比は、別途行う無偏光標準星の観測により求めた値を用いる必要がある。

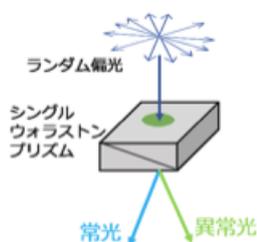


図 1.9: シングルウォラストンプリズム [5]

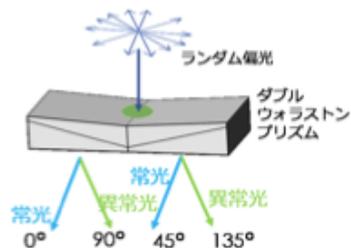


図 1.10: ダブルウォラストンプリズム [5]

フィルター

フィルターは観測する波長帯域を制限し、欲しい波長帯のデータのみを観測することができるようにする光学素子である。HONIR には波長帯が可視光領域のバンドとして B バンド, V バンド, R バンド, I バンドの 4 バンド、近赤外線領域のバンドとして J バンド, H バンド, Ks バンドの 3 バンドがついている。これらはフィルターターレットを回転させることで、フィルターの変更をすることができる。表 1.2 は各フィルターごとの透過する波長を表している。また、以下の図 1.11, 図 1.12 は各フィルターごとの波長による透過率の変化を表している。

	波長帯	有効波長 (nm)
可視	B	440
	V	550
	R	650
	I	770
近赤外線	J	1300
	H	1600
	Ks	2100

表 1.2: 各バンドごとの波長帯 [6]

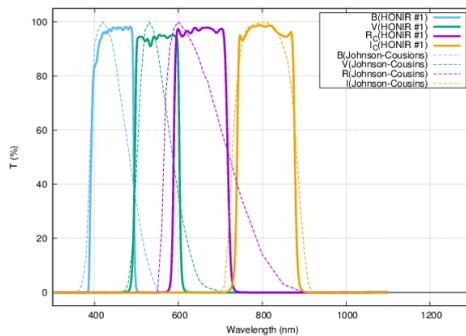


図 1.11: 可視光のフィルターによる透過率 [7]

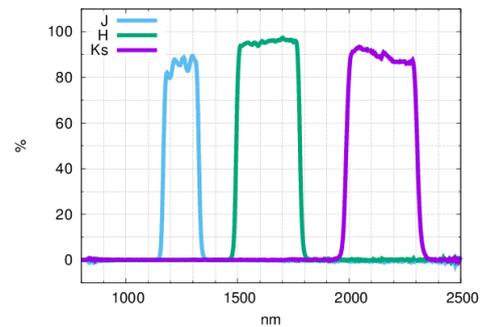


図 1.12: 近赤外線のフィルターによる透過率 [7]

1.6 本研究の目的

かに星雲やかにパルサーは、X 線やガンマ線の帯域で時おり増光やグリッジ (パルサーのパルス周期の変化する現象) が報告されている。そのような現象が観測された際に、可視・近赤外線域で偏光観測することにより、磁場や星周物質の情報を得て、即時解析することで、どのような現象が起きたのかをより詳しく探りたい。その解析作業をスムーズに行うための自動解析のパイプラインの構築を考えている。広がった天体の偏光解析では、背景のスカイ光の影響により、精度の高い偏光解析をすることが困難である。また、

かなた望遠鏡ではこれまで解析パイプラインが用意されていなかったために、データのリダクションに時間を要する状況であった。そこで自動解析にあたり、パルサーの測光をする際に適している開口半径や星雲に対するスカイ成分の見積もりなどを行って、解析に適したパラメータを推定し、解析パイプラインを整備することを目的として本研究を行った。

第2章 観測手法

2.1 偏光撮像観測で得られるデータ

偏光撮像データとして、以下の図 2.1 のような画像として得られる。この図 2.1 では CCD の「境目」(オーバースキャン領域) などがあるために、画像がいくつかに分かれてしまっている。今回の画像解析には NOAO(アメリカ国立光学天文台) で開発された汎用型画像解析ソフトウェア「IRAF」を用いた。この「境目」をなくすために iraf のタスクを用いて HONIR データ用に整えられた `hntrimccd` というコマンドを用いて、オーバースキャン領域のカウントを全面から差し引いた後にこの部分を切り抜く。そのオーバースキャン領域を取り除いたものが図 2.2 である。

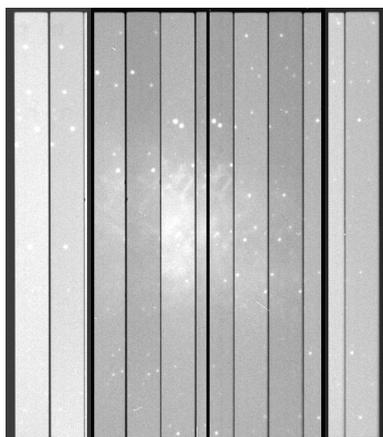


図 2.1: 偏光撮像で得られるデータ

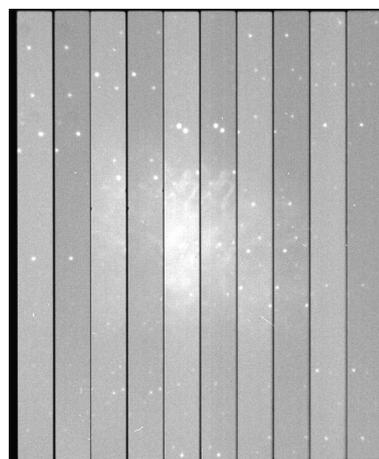


図 2.2: オーバースキャン領域をひいた後の画像

かなた望遠鏡で撮像された偏光のデータは偏光撮像マスクで 5 個の縦長の短冊状の像になり、シングルウォラストンプリズムで常光と異常光に分けられ、計 10 本の短冊の像になる。常光と異常光は同じ領域の画像である。

2.2 生データに対する一次処理

目標天体を観測して得られたデータ(生データ)には、検出器によるノイズや気象条件などの天体以外からの影響を受けている。その為に、このままデータの解析を行うと、正確な解析を行うことができないので、それらを補正するようなデータ処理を行わなければならない。

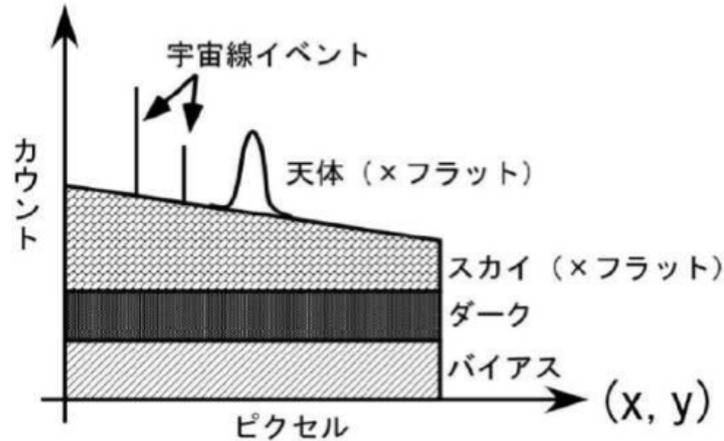


図 2.3: 画像にのっているノイズ

生データには上記の図 2.3 で示されたように天体からの信号の他にバイアス、ダーク、スカイと呼ばれる信号ノイズが含まれている。また、検出器全体にわたって同一の感度を持っているわけではないので、感度ムラができる。この感度ムラの効果も補正しなければならない。天体からの光に宇宙線がのっている場合もあるので、そのような時にはその補正も必要になる。このような、全画像共通の処理を一次処理と呼んでいる。

一次処理は以下の図 2.4 の手順で進めていく。



図 2.4: 一次処理フローチャート

バイアス引き

バイアスは光が入射していない時に発生するカウントのことである。このバイアス画像は、シャッターを閉じた状態で、0 秒露光の画像を撮影することで得られる。バイアス画像を天体の画像から差し引くことで、検出器のもっているバイアスのカウントを補正することができる。図 2.5 はバイアスを差し引く前の画

像で、図 2.6 はバイアスを差し引いた後の画像になっている。大きな変化があるように見えないのは、天体のカウントに対して、バイアスのカウントが小さいためである。

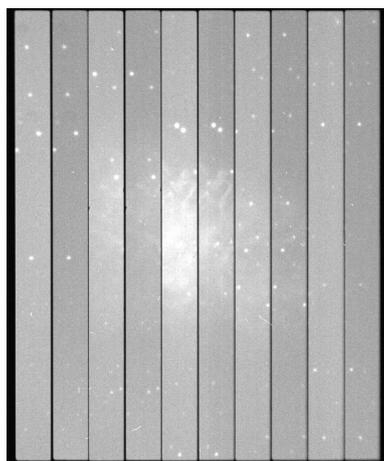


図 2.5: バイアス引き前画像

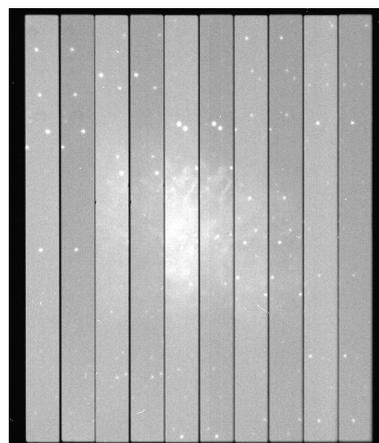


図 2.6: バイアス引き後画像

ダーク引き

ダークは検出器の温度に依存し、時間の経過とともに蓄積していくノイズである。可視光の CCD では、このダークは無視できるほど小さいので、近赤外線帯域の検出器の場合のみに、この方法を用いる。近赤外線帯域では光学系からの熱放射がダークとして寄与する場合もある。

ダーク画像は検出器に光を入射させずに (通常は冷たい金属板をシャッターとして挿入し)、天体を撮った露光時間とおなじ時間で撮ることで取得する。これは光を入射していないので、バイアスも含んでいる。よって、ダーク引きをすることによってバイアスも同時に引かれていることになっている。

フラット割り

検出器の全体に一樣に光をあてた場合、理想的には画像上のどこでも同じカウントの画像が得られるはずである。しかし、実際には検出器に感度ムラがあるために、各ピクセルごとに異なる値が出てしまう。そこで、この感度ムラを補正するために、検出器全体に光を一樣にあててフラット画像を作成する。かなた望遠鏡ではドームについているフラット板を白熱灯で照らし、このオフフォーカス状態にある散乱光を望遠鏡で観測することによってドームフラットデータが得られる。このドームフラットデータには、可視光帯域ではバイアスが、近赤外線帯域ではバイアスとダークがのっているのので、それらをドームフラットデータからひくことによってフラットデータを作成できる。

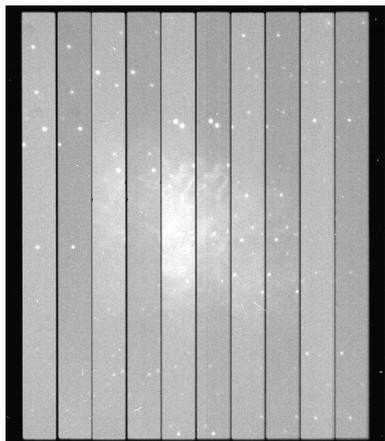


図 2.7: フラット割り前画像

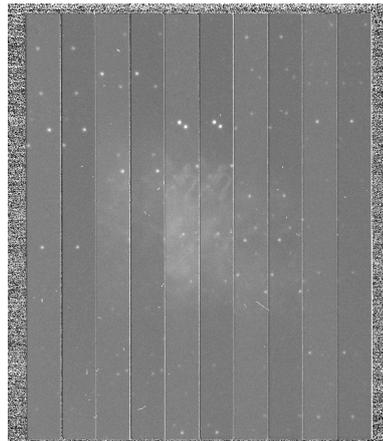


図 2.8: フラット割り後画像

図 2.7 では画像の四方の隅が黒くなっているが、図 2.8 ではざらついているように見える。これは偏光マスクで光が遮られて、カウント値がほぼゼロでノイズの揺らぎしかない所で、そのような小さな値でフラット割りを行ったために、ノイズのわずかな揺らぎが大きくならつきになっている為である。

スカイ引き

スカイとは星のない領域であっても載る背景成分のカウントのことを指している。点光源の観測の場合、可視光の領域では影響は比較的弱いことから、開口 (PSF) 測光時のスカイ差し引きを行うことによって充分である (第 2 章で記述) が、赤外線領域では星が埋もれてしまい確認できなくなることがあるために、測光よりも前の段階で引いておく必要がある。

一般的には Nodding や dithering という撮影時に目標天体の検出器上に写る部分をわずかにずらして撮像し、その画像の差し引きによってスカイ成分を差し引く方法を用いられる。

本研究では広がった天体を用いているためにこのような方法を用いることができない。そこで、スカイ画像という天体から十分に離れた領域の画像を用意して差し引く方法を用いている。詳しくは第 3 章で説明する。

宇宙線除去

観測した画像上には宇宙線イベントの像が紛れ込むことがある。それらが星と重なっていたり、近かったりしている場合には測光に大きな影響を与えるために、それらの補正をすることが必要となってくる。今回の解析では、宇宙線がのっている点源天体については解析データとして使用せず、広がった天体については誤差計算のなかで誤差が大きくなったものは偏光の計算を行わないようにしたために、宇宙線除去は行わなかった。

2.3 測光方法

本研究では偏光を計算する為に目的天体のフラックスの値が必要になってくる。そのフラックス値を得る為に以下の3つの方法を用いた。

- 開口測光 (アパーチャー測光)

開口測光は星の光が点源であるときに用いる測光方法である。開口測光は、星の光が届いていると考えられる領域を円と仮定して、その円の外側の領域のカウントからスカイを測定する。円の内側の各ピクセルのカウントから円の外側のスカイ領域で求めたカウントを差し引く。そして、その円の内側のカウントの積分値を星からの光として扱い、フラックス値や等級をもとめるという測光方法である。星から届いている光はガウス分布で近似される。その輝度分布の半値幅の定数倍を開口半径とすることが多い。一般に、開口測光の開口半径は星の半値幅の1.5~3倍にとることが多い。

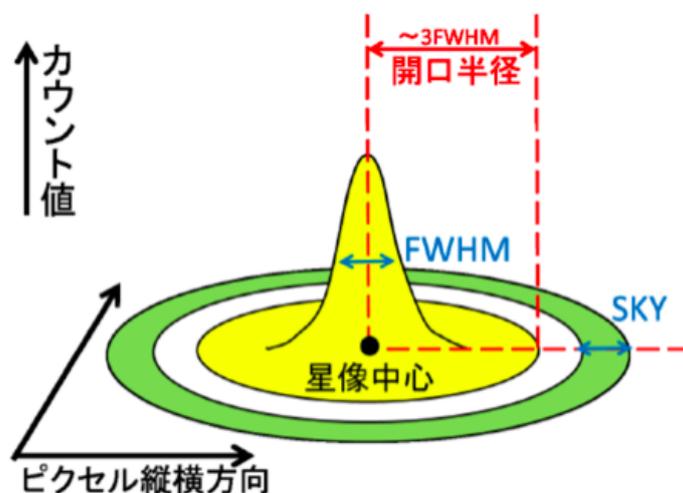


図 2.9: 開口測光 (aperture 測光) [10]

- PSF(Point Spread Function) 測光

PSF 測光もまた星の光が点光源の場合に用いる測光方法である。こちらは視野内のいくつかの星から PSF のモデル (点光源による輝度分布のテンプレート) を作成し、測光したい星のピークフラックスにスケールを合わせてフィットし、測光する方法である。開口測光ではスカイの領域と仮定したところに他の星が存在した場合には、スカイを過大評価してしまうおそれがあるが、この測光方法ではガウス関数などの関数でフィッティングを行う為に、星の混み合っている領域でも、より正確に星本来のフラックスを見積もることが可能である。そのため、星団や銀河中に存在する星の測光に対して有効な方法である。

- 各ピクセルのカウント値から解析

ビンまとめされた各ピクセルごとのカウント値から光量を計算する方法である。開口測光や PSF 測光は、点光源である天体に対しては有効であるが、その領域に入らないような広がった天体では使用

することができない。そこで、広がった天体では画像ごとに位置を合わせて、各ビンごとに光量を計算し、そのビンごとに偏光度と偏光方位角を計算することで広がった天体全体の偏光の様子を見る。

2.4 偏光撮像のキャリブレーション

2.4.1 器械偏光

天体の光を用いて、偏光の解析を行い、偏光度や偏光方位角を求めることができる。しかし、この偏光度や偏光方位角は正確ではない。なぜなら、望遠鏡の鏡や HONIR の光学素子でも偏光は生じているからである。その偏光を器械偏光という。また、偏光の方位角原点も器械固有のもので天球面との対応が不明であるために。このままでは正しくない。星の偏光をもとめる際には、この器械偏光を差し引き、方位角も補正しなければならない。

2.4.2 器械消偏光

HONIR に搭載されている光学素子などの影響により、実際の偏光度よりも低い偏光度が計算からできてしまう。この効果を器械消偏光という。この器械消偏光の補正には、ワイヤーグリッドという素子を用いる。この素子は垂直方向に振動している光のみを透過させ、透過光の偏光度が 100% となるようになっている。しかし、器械偏光がおこるために実際の測定結果は 100% 以下の偏光度となってしまう。このワイヤーグリッドの測定を偏光能率と見なすことができる。つまり、天体の偏光度をこのワイヤーグリッドの星の偏光度で割ることによって、器械消偏光を補正することができる。

本研究では 2017 年 10 月 31 日からの可視帯域のバンドのデータを用いるために、2017 年 8 月 28 日に撮られたワイヤーグリッド星の R バンドを用いた。概要を以下に記す。

天体名	赤経 (R.A.)	赤緯 (Dec.)	等級 (V)	観測日
TYC2223-1582-1	22:27:54.85	+24:41:33/017	9.92	2017.8/28

表 2.1: ワイヤグリッド星の諸元

Q/I (%)	U/I (%)	偏光度 (%)
-39.47±0.09	91.45±0.02	99.60±0.04

表 2.2: ワイヤグリッド星の偏光データ

ここから R バンドでは消偏光がほとんど起こっていないことが確認されたので R バンドに関しては器械消偏光の必要がないということが確認された。

2.4.3 方位角原点

偏光方位角も補正されなければならない。偏光方位角は天球上で天の北極の方向を 0 度として、そこから左回り (東回り) の回転を正とするようになっている。HONIR の器械座標の偏光方位角の原点は器械

固有のオフセットを持っている。そのオフセットを測定し、補正することが必要である。

ここでは強偏光標準星として BD+64°106 と BD+59°389 を用いた。 [11]

以下にその標準星についての詳細をまとめる。

分類	天体名	赤経 (R.A)	赤緯 (Dec.)	等級 (V)	Sp.	偏光度 (R)(%)	偏光方位角 (R)(°)	観測日
SP	BD+59°389	10:37:22.55	+24:35:26.4	9.8	K3	6.430±0.098	98.14±0.10	8/31
SP	BD+64°106	00:57:36.07	+64:51:27	9.9	B1V	5.150±0.022	96.74±0.54	8/31

表 2.3: 強偏光標準星の諸情報 [11]

表 2.3 中の SP(Strongly Polarized Standard Star) は強偏光を表しており、Sp. は恒星のスペクトルタイプによる分類を表している。

天体名	Q/I(%)	U/I(%)	偏光度 (%)	偏光方位角 (°) ¹
BD+59°389	-4.02±0.06	5.07±0.05	6.47±0.05	64.22±0.84
BD+64°106	-3.29±0.03	4.21±0.10	5.35±0.08	64.12±0.73

表 2.4: R バンドの偏光解析結果 (器械座標系における値)

R バンドにおける器械座標の偏光方位角と Schmidt 他 (1992) [11] の論文中的の偏光方位角と比較した結果を表 2.5 にまとめる。

天体名	観測値 (器械座標)	カタログ値 (天球座標)	器械座標 - 天球座標
BD+59°389	64.22	98.14	-33.92
BD+64°106	64.12	96.74	-32.62

表 2.5: R バンドでの器械座標と天球座標の偏光方位角の差 (単位:度)

この結果から R バンドでは、2つの強偏光標準星の観測からもとめられた器械座標には共通のオフセット角がのっているということが分かった。このオフセット角は強偏光星の器械座標と天球座標の差を用いることとし、以下では平均オフセット角 = -33.27° を補正に用いる。

第3章 天体ごとの解析法と解析結果について

この章では点光源である天体や広がった天体に対する解析方法をそれぞれ最適化することを目的に、得られたデータの自動解析時の解析法の評価・分類を行う。天体ごとの観測諸元は表 3.1 である。

天体名	観測日	バンド	露光時間 (秒)
M1	2017.10.31	R	135
		Ks	120
	2017.11.09	R	135
		Ks	120
	2017.11.27	R	135
		Ks	120
2017.12.19	R	135	
	J	120	
NGC2261	2017.12.12	R	55
		Ks	40

表 3.1: 観測天体の条件

3.1 混み合った領域での点光源に対する最適な測光パラメータの決定

かにパルサーは星の混み合った領域にあるので、開口半径のすぐ外にスカイ領域をとることができない。そこで、2種類の測光方法を用いて測光を行い、偏光の計算を行った。

3.1.1 PSF 測光を用いた解析

PSF 測光は各星ごとにガウス関数フィットを行うために、となりに天体があったとしても精度の良い観測値が得られ、結果としてよち高精度の偏光測定ができると期待される。

PSF の標準星の設定

PSF 測光を行うために必要なのが、PSF のカーネル関数構築のためのモデルとなる標準星である。モデルの標準星は程よく明るく、かつ周囲に銀河や星雲などが無い星を選ばなければならない。その為に本研究では図 3.1 の青の丸で囲まれている星を標準星として選択した。

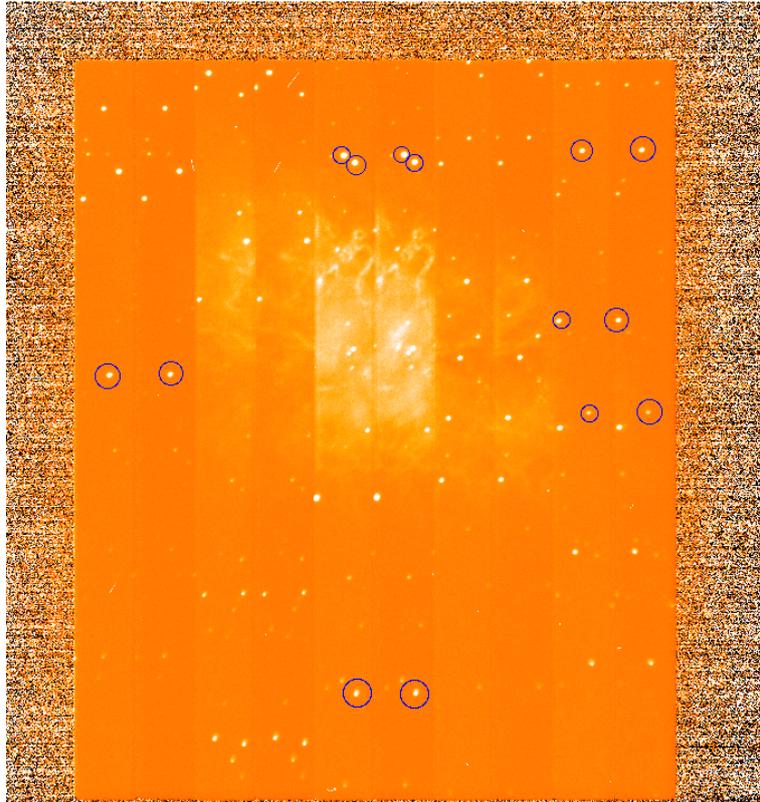


図 3.1: PSF 測光の標準星

なお、常光は常光の短冊領域に写っている標準星を、異常光は異常光の短冊領域の標準星をそれぞれ用いてガウス関数フィットを行い、モデルを作成した。

これをかにパルサーとそのとなりにある Trible28 という星の 2 つにフィットする。(図 3.2) それは、2 つの星が隣あっているために片方の星像の輝度分布のすそ野がもう一方の星像に載ってしまっていると考え、その寄与を減らす為である。

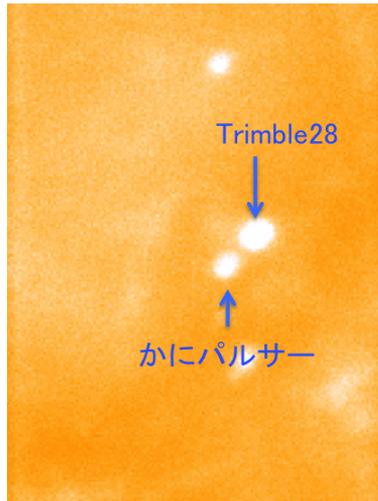


図 3.2: かにパルサーと Trimble28

ガウス関数フィットして、そのフィットモデルを差し引いた結果を図 3.3~ 図 3.6 に示す。

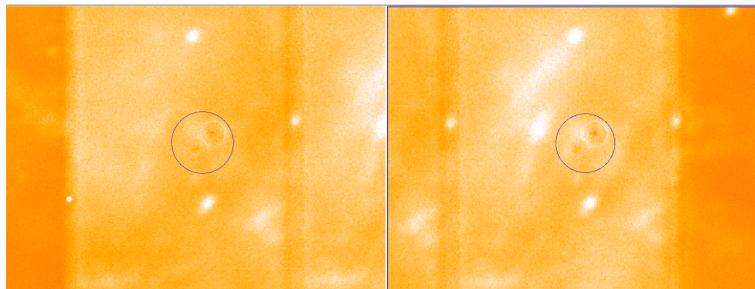


図 3.3: PSF 測光のモデルからの差し引きの結果 (右:0 度の時の常光の星像部分からのモデルを差し引いた画像, 左:0 度の時の異常光の星像部分からモデルを差し引いた画像)

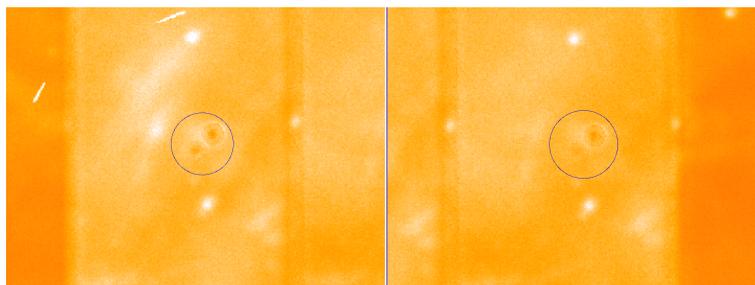


図 3.4: PSF 測光のモデルからの差し引きの結果 (右:45 度の時の常光の星像部分からのモデルを差し引いた画像, 左:45 度の時の異常光の星像部分からモデルを差し引いた画像)

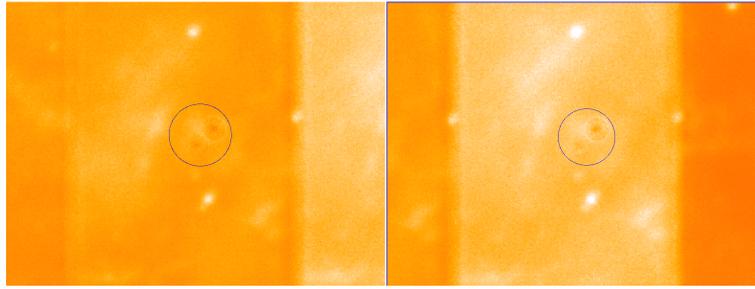


図 3.5: PSF 測光のモデルからの差し引きの結果 (右:22.5 度の時の常光の星像部分からのモデルを差し引いた画像, 左:22.5 度の時の異常光の星像部分からモデルを差し引いた画像)

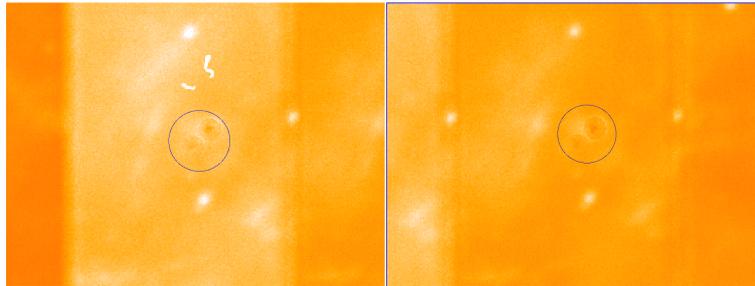


図 3.6: PSF 測光のモデルからの差し引きの結果 (右:67.5 度の時の常光の星像部分からのモデルを差し引いた画像, 左:67.5 度の時の異常光の星像部分からモデルを差し引いた画像)

図 3.4~ 図 3.6 の画像で青い丸の部分が星像を差し引いた部分を表している。これらの図から、かにパルサーと Trimble28 の 2 つの星像がガウス関数フィッティングによって、ほぼ引けているということが確認できた。しかし、差し引いた所の周辺の白いもやのような部分と比較すると、すこし黒くなっている部分が存在することから引きすぎていることが分かった。偏光観測では 0.1% 精度が要求されるために、このような引き過ぎ/引き残りは致命的なエラーを及ぼす可能性がある。

3.1.2 PSF 測光を用いた偏光解析結果

PSF 測光を用いてかにパルサーの偏光の解析を行った結果は以下のようになった。

観測日	Q(%)	U(%)	P(%)	theta(degree)
2017.10.31	-10.09±17.831	3.57±2.12	10.70±16.82	145.74±16.78
2017.11.09	18.08±27.20	10.45±9.09	20.89±23.98	29.99±21.56
2017.11.27	-18.08±27.20	10.45±9.04	20.89±23.98	151.01±21.56

表 3.2: PSF 測光による偏光度、偏光方位角

表 3.2 は PSF 測光を用いて測光を行い、得られたデータから偏光を計算した結果である。Q,U の誤差は各日付ごとのストークスパラメータ Q,U の標準偏差としている。P,θ は Q,U の誤差を伝播して求めた。

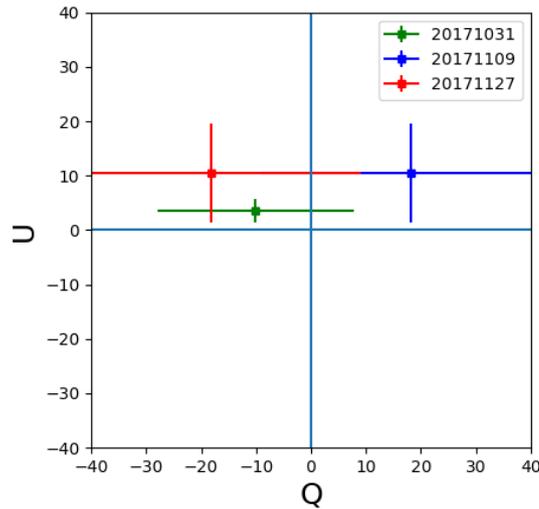


図 3.7: PSF 測光で得られたデータから計算した偏光ベクトルを表す Q,U 平面

PSF 測光から得られた測光結果を用いて得られた偏光ベクトルをグラフに表したものが図 3.7 である。このように PSF 測光から求められた偏光度、偏光方位角の値は日付ごとにばらつきが大きい。これは図 3.3~図 3.6 から懸念されたように、観測したい天体をガウス関数でフィッティングし、差し引いた時に引き過ぎ/引き残りが起こっているということが原因と考えられる。また引き過ぎ/引き残りの程度も常光・異常光で同程度に起こっていないために大きな差として偏光解析に影響を及ぼしている。その原因はかにパルサーがかに星雲中にあり、フィッティングをする時に、ガウス分布のすそ野部分にかに星雲の成分がのってしまうことで、フィットがうまくできなかったためと考えている。星雲の成分を差し引くことができれば、PSF 測光をうまくできるが、かに星雲の様に一様な分布になっていないものは星雲の成分の推定をすることが難しい。そのために、かにパルサーには PSF 測光を行うことは困難であるということが分かった。

3.1.3 開口測光を用いた解析

開口測光では主にカウント値を積分する範囲 (開口半径) と、その外側にスカイ部分とする範囲の 2 種類のパラメータを変えて測光する。今回はかにパルサーのすぐ隣に星 (Trimble28) があるために sky 部分は Trimble28 よりも外側に設定し、固定した。(図 3.8~図 3.17) ここで、Trimble28 からの影響を考慮するために開口半径を以下の表 3.3 の様に変化させて、偏光の解析を行った。

開口半径 (pixel)	内径 (annulus)(pixel)	外径 (dannulus)(pixel)	図番号
6	28	3	図 3.8, 図 3.9
8	28	3	図 3.10, 図 3.11
10	28	3	図 3.12, 図 3.13
12	28	3	図 3.14, 図 3.15
14	28	3	図 3.16, 図 3.17

表 3.3: アパーチャー半径の変化

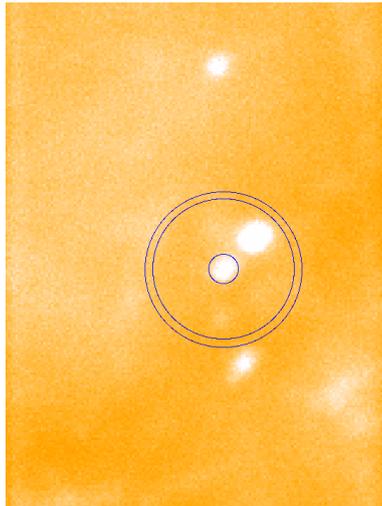


図 3.8: アパーチャー半径が 6pixel の時の図

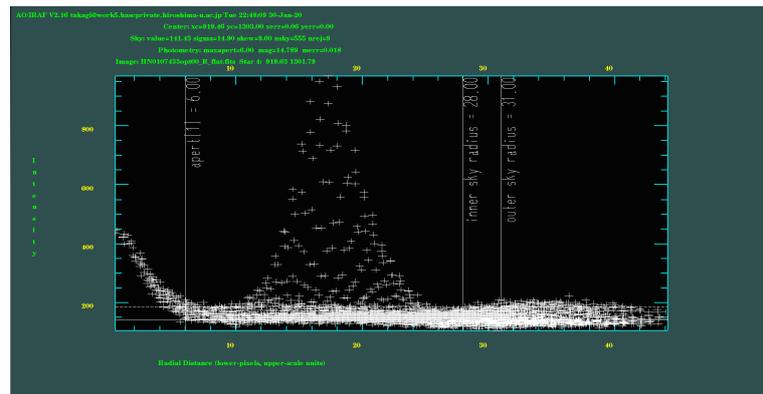


図 3.9: アパーチャー半径が 6pixel の時のカウントマップ

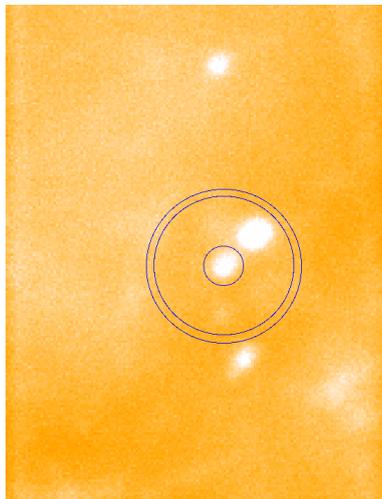


図 3.10: アパーチャー半径が 8pixel の時の図

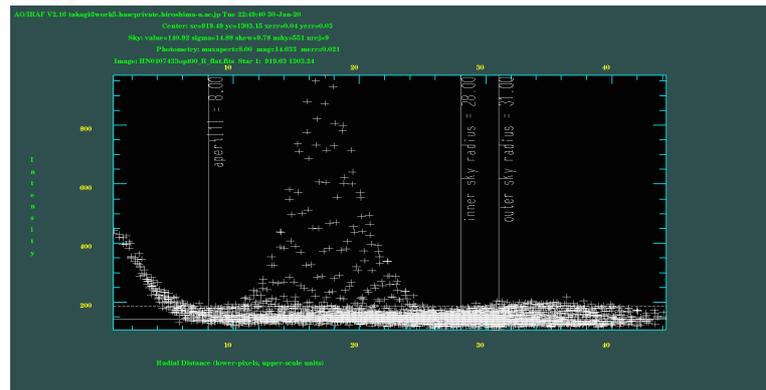


図 3.11: アパーチャー半径が 8pixel の時のカウントマップ

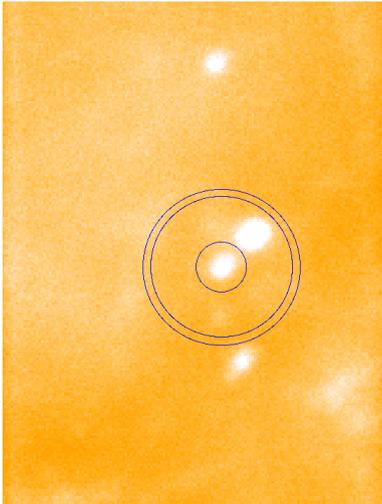


図 3.12: アパーチャー半径が 10pixel の時の図

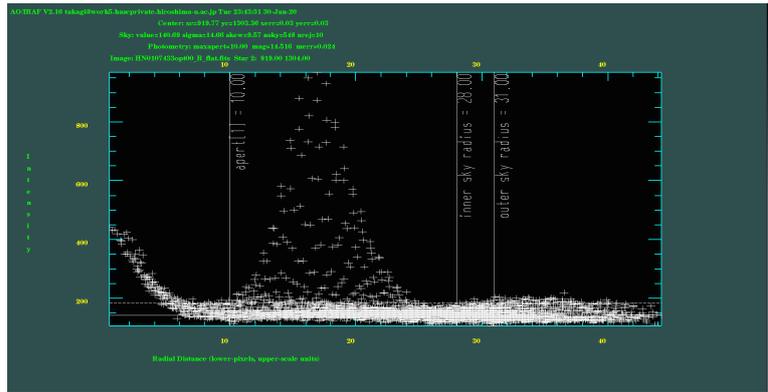


図 3.13: アパーチャー半径が 10pixel の時のカウントマップ

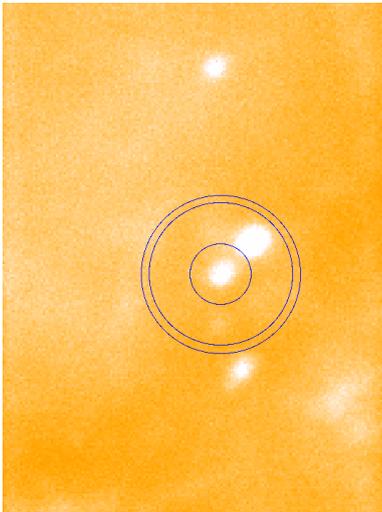


図 3.14: アパーチャー半径が 12pixel の時の図

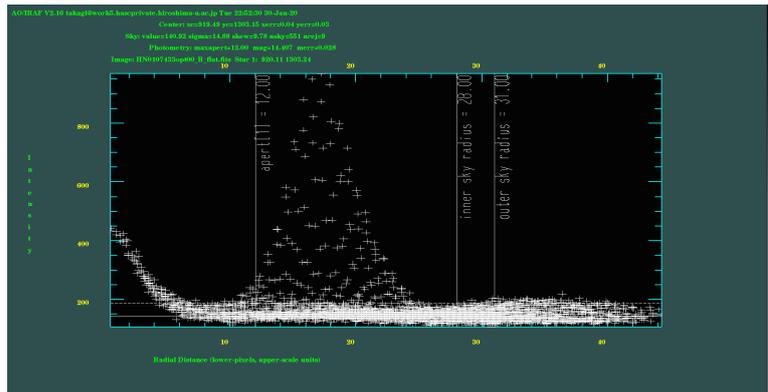


図 3.15: アパーチャー半径が 12pixel の時のカウントマップ

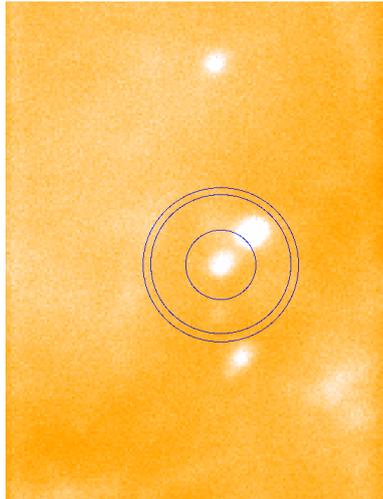


図 3.16: アパーチャー半径が 14pixel の時の図

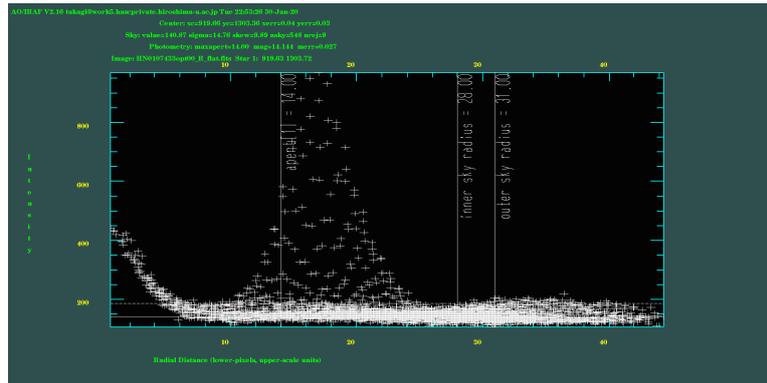


図 3.17: アパーチャー半径が 14pixel の時のカウント

マップ

この様に開口半径を変化させた時の各偏光度と偏光方位角は以下の表 3.4 になった。

開口 (pixel)	Q(%)	U(%)	P(%)	theta(degree)
6.0	-16.05±0.96	7.48±0.98	17.07±0.97	155.01±0.80
8.0	-14.41±0.79	7.06±0.66	16.04±0.76	153.91±0.57
10.0	-16.06±0.96	7.48±0.98	17.71±0.96	155.01±0.80
12.0	-16.71±1.35	7.22±1.65	18.20±1.40	156.63±1.41
14.0	-16.65±2.03	6.07±2.35	16.65±2.77	158.64±2.47

表 3.4: 開口半径による偏光度、偏光方位角の変化

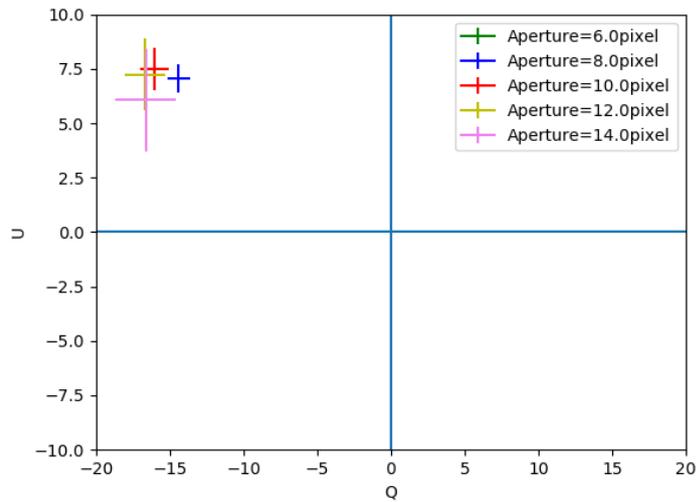


図 3.18: 開口半径を変化させたときの QU 平面

この表 3.4 の結果をみるとエラーが開口半径が 8.0pixel の時、つまり 2 つの星のカウン分布の谷となる部分を開口半径としているときのエラーが小さくなっているということがわかる。そこから、混み合った領域では星のカウン値の谷間部分を開口半径とするのが良いと考えた。以下の解析では 2 つの星のカウンの谷の部分を開口半径としている。

開口測光を用いた解析

開口測光を用いて偏光の解析を行った結果は以下の表 3.5 のようになった。

日付	Q(%)	U(%)	P(%)	theta(degree)
2017.10.31	-14.41±0.79	7.06±0.66	16.04±0.76	153.91±0.57
2017.11.09	-15.86±0.70	7.38±0.62	17.49±0.68	155.03±0.52
2017.11.27	-15.67±1.49	7.54±3.05	17.39±1.89	154.32±2.23

表 3.5: かにパルサーを開口測光を用いた偏光解析

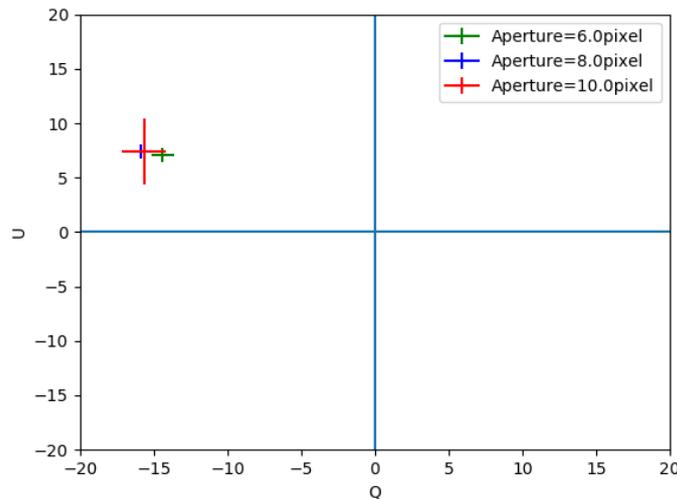


図 3.19: アパーチャー測光を用いた解析から得られた QU 平面

開口測光では日付ごとの偏光度、偏光方位角がある程度安定した結果を得ることができた。また、これらを過去のかにパルサーの解析結果 (論文) と比較すると表 3.6 のようになった。

観測日	望遠鏡	P(%)	theta(degree)	Reference
1969.2-10	Hale 200-inch telescope	12.2 ± 0.2	159 ± 2	[12]
1981.11.23	Arizona 1.54-m telescope	24 ± 1	171 ± 1.5	[14]
2005	HST(Hubble Space Telescope)	5.2 ± 0.3	105.1 ± 1.6	[13]

表 3.6: 過去のかにパルサーの偏光解析の結果

HST 以外の 2 つの望遠鏡は地上にある。ここで HST では偏光度がとても小さくなっているのは、HST 以外のかなた望遠鏡を含めた望遠鏡の分解能では、かにパルサーの周辺の構造 (knot など) を分解することができず、両者の偏光を含んでしまっていたためである。そのため、かにパルサーとその周辺の両方の光の和の偏光解析を今回は行ったことになる。その観点では、かなた望遠鏡の結果は地上からの望遠鏡である Hale と Arizona の 2 種類の望遠鏡から得た偏光度と偏光方位角を比較する方がふさわしいと考えた。かなた望遠鏡での偏光度、偏光方位角は Hale 望遠鏡に近い値が出ている。そこから、時間経過による偏光度と偏光方位角の大きな変化を示していないということが示唆される。

3.2 広がった天体に対する偏光データリダクションの最適化

かに星雲のように、点源ではなく広がって分布している天体も多くある。そのような天体の偏光解析を行う場合には、点光源を対象とする開口測光や PSF 測光を用いて偏光を解析することはできないために、画像上各領域ごとに何らかの方法でスカイ引き、測光を行い、偏光を計算する必要がある。この節ではその方法を説明する。

偏光のパターンがよく分かっている反射星雲の NGC2261 を対象天体として、解析の最適化を試みた。

3.2.1 NGC2261 の偏光解析

バイアス引き、フラット割りまでは点光源の画像と同じデータリダクションを行っている。そして、スカイ引きはスカイ画像を何らかの方法で用意して、観測天体ののっている画像からそのスカイ画像をひくことを行う。その後、ビンまとめを行い、そのビンごとの常光、異常光から偏光を計算した。

スカイ画像の決定

広がった天体における背景スカイ光成分を推定する場合には、観測天体を写した画像の他に、天体から十分離れた領域の画像をスカイ画像として用意することが多い。ただしスカイ成分がゆるやかに時間変化する場合があることから、観測天体を撮る直前と撮った直後に 1 セット (0 度、45 度、22.5 度、67.5 度) ずつ用意することもある。しかし、今回は最初の 1 セットのみしか撮っていなかった為、まずはスカイ画像として撮られたものを全ての画像に対してスカイとして用いても良いのかということを考察した。

広がった対象天体が写っている画像の中で、その天体の成分がほぼ写っていない左右端の短冊 2 セット (図 3.20, 図 3.21 中の青枠) の平均とスカイ画像上のおなじ 2 セットの平均の時間変化によるカウント値の変化を表したものが下の図 3.22~ 図 3.29 である。

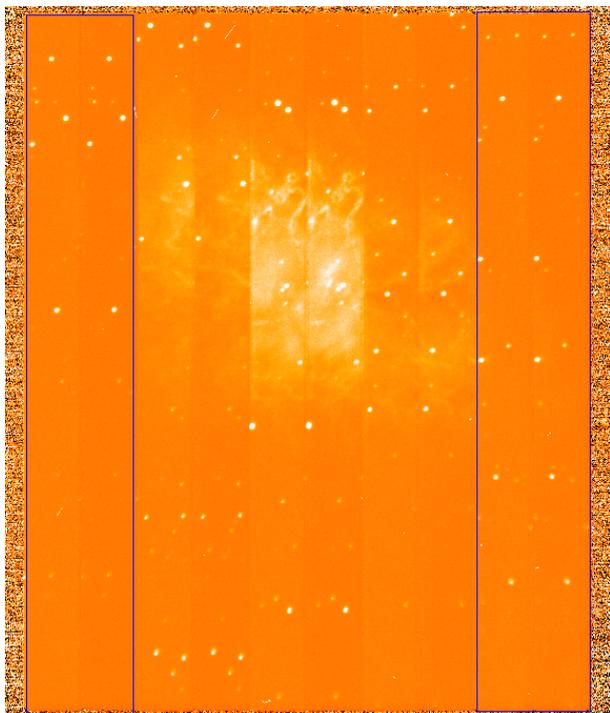


図 3.20: かに星雲の観測画像

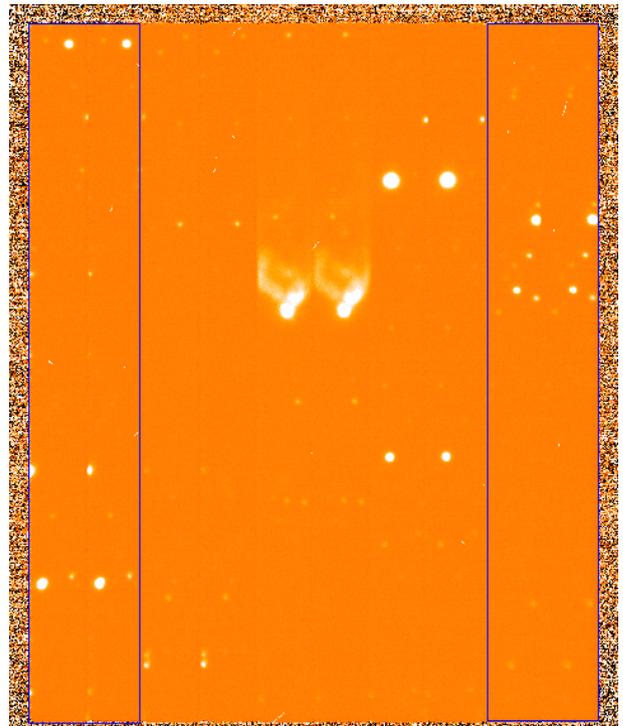


図 3.21: NGC2261 の観測画像

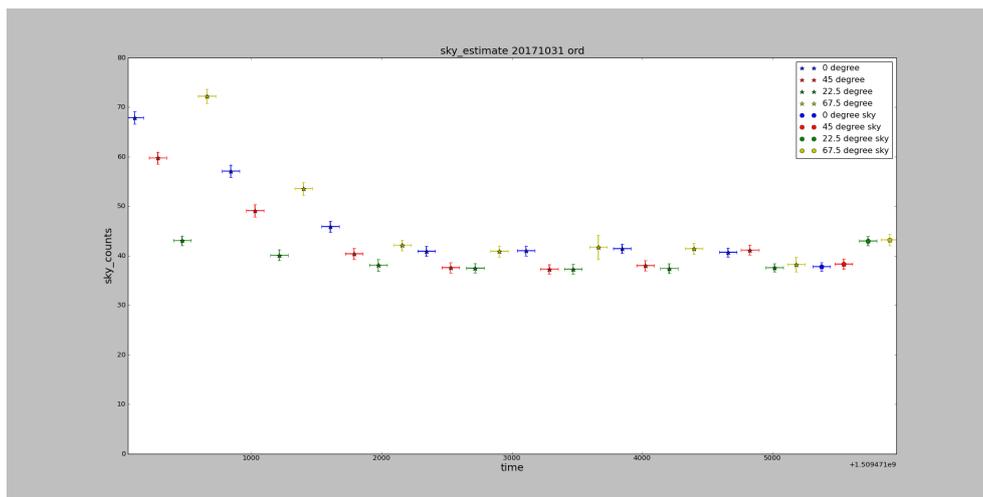


図 3.22: 20171031 の常光のスカイの時間変化

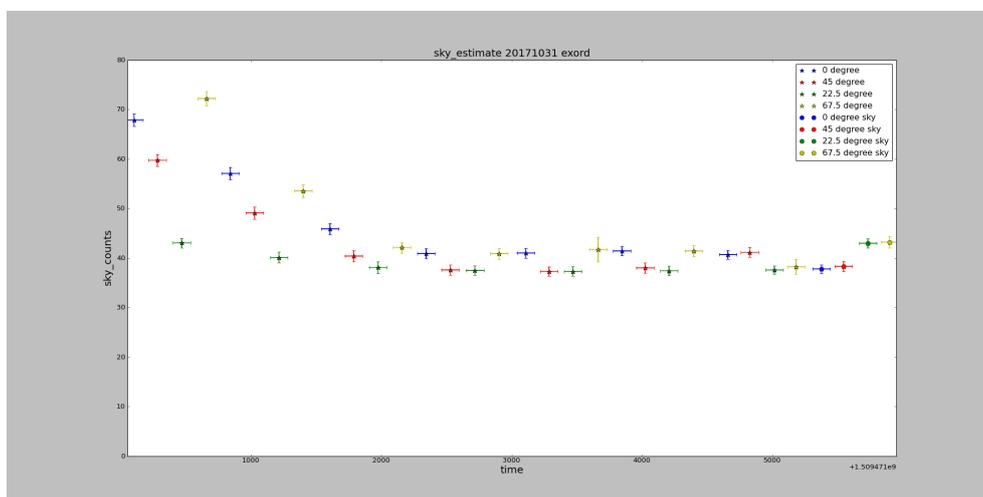


図 3.23: 20171031 の異常光のスカイの時間変化

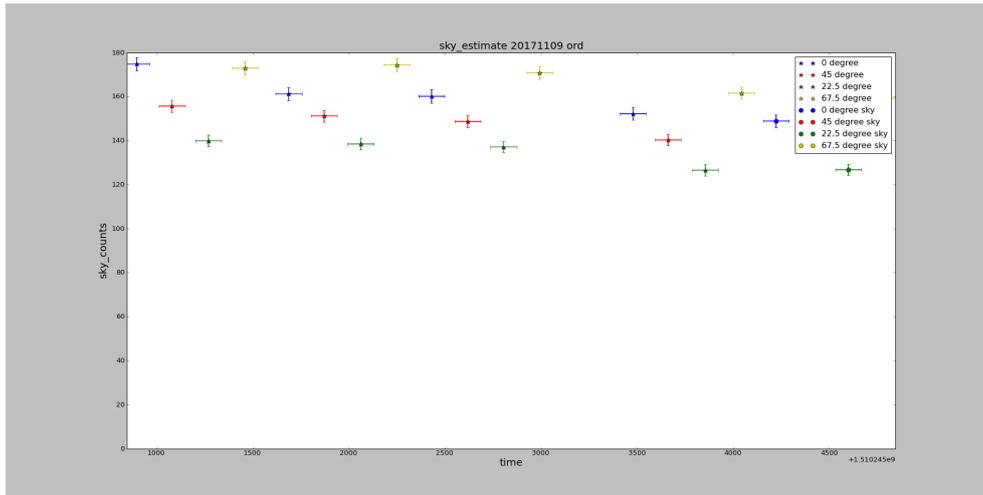


図 3.24: 20171109 の常光のスカイの時間変化

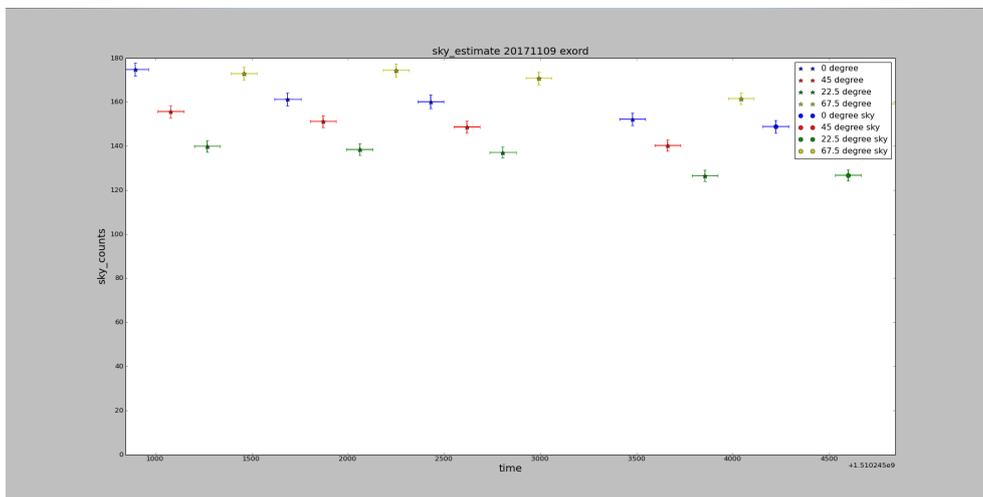


図 3.25: 20171109 の異常光のスカイの時間変化

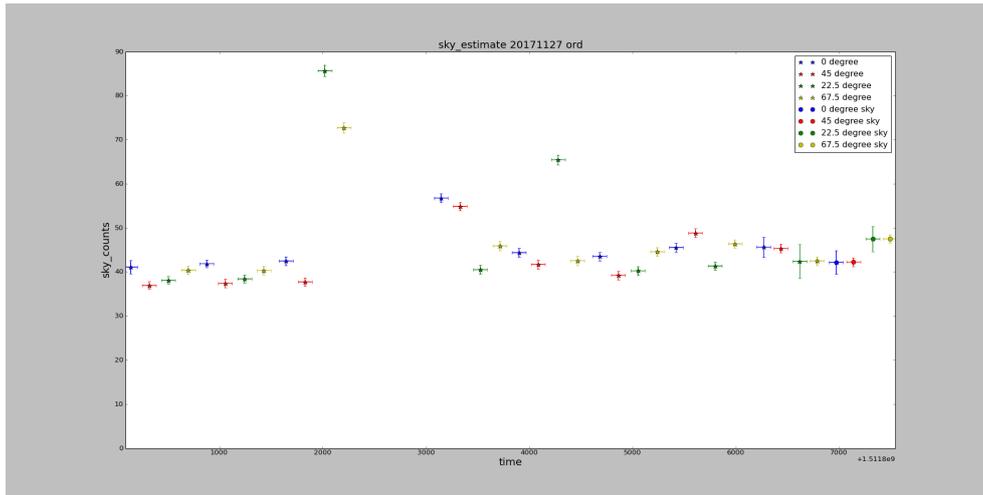


図 3.26: 20171127 の常光のスカイの時間変化

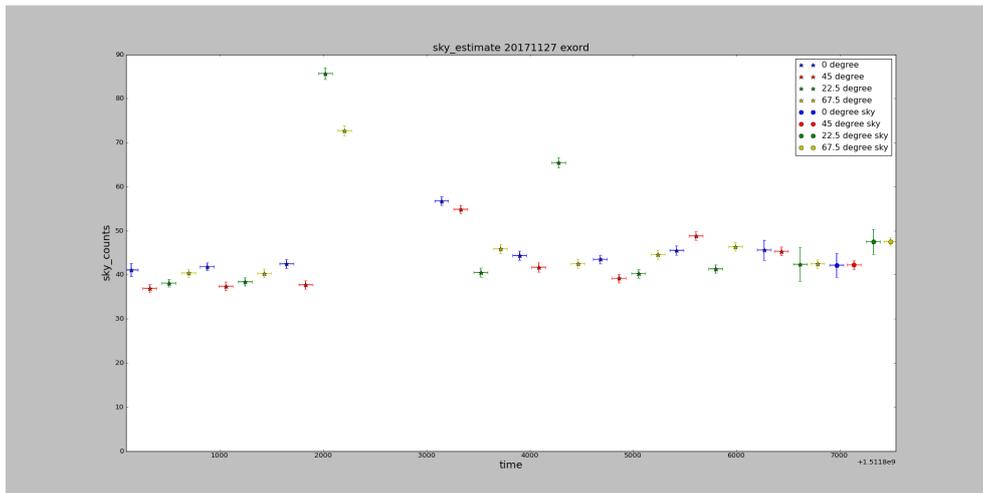


図 3.27: 20171127 の異常光のスカイの時間変化

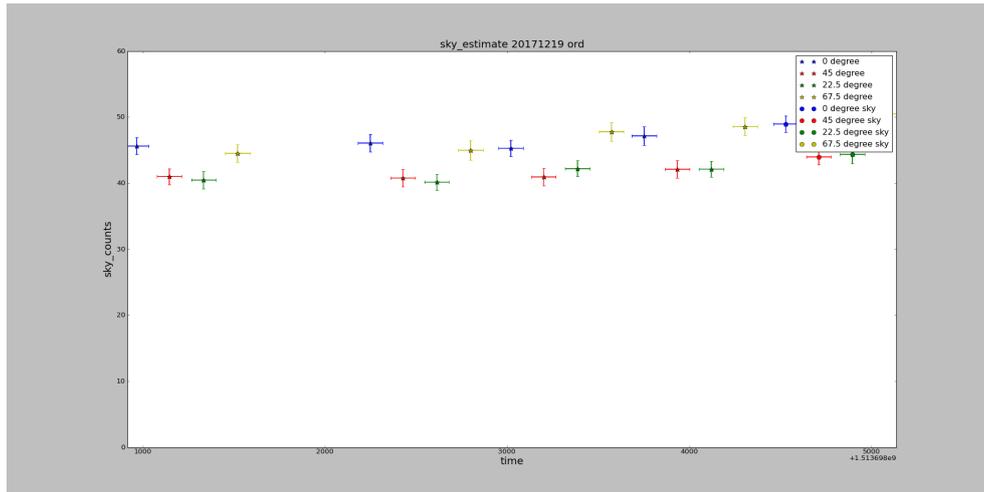


図 3.28: 20171219 の常光のスカイの時間変化

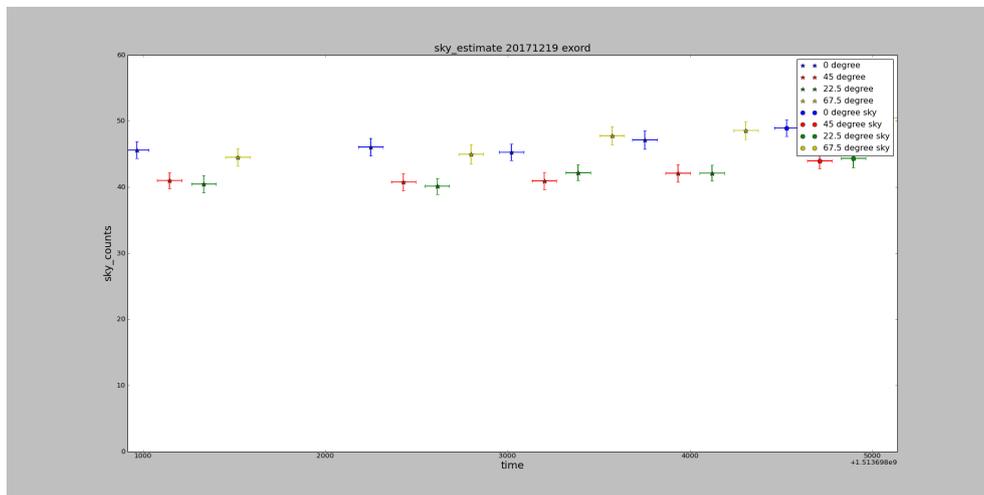


図 3.29: 20171219 の異常光のスカイの時間変化

この結果より、背景スカイ光成分は有意に時間変化しており、その変化の度合いも日付ごとに異なるので、各測定日のはじめに撮影したスカイ画像のみから、スカイ成分を推定することが難しいと考えた。そのために、観測天体の写っている画像に写り込んでいる左右両端の2セットの平均をスカイ画像として扱うこととして、以下で解析を進めていく。

スカイ画像の見積もり

まず左右対称の短冊領域のスカイ成分から、対象天体が写っている短冊のスカイ成分がどれだけ精度よく再現できるか。以下の図 3.30 では対象天体から十分離れた領域を撮影した画像において、スカイ成分の検出器上の位置ごとのカウント値と、その平均、標準偏差を表している。

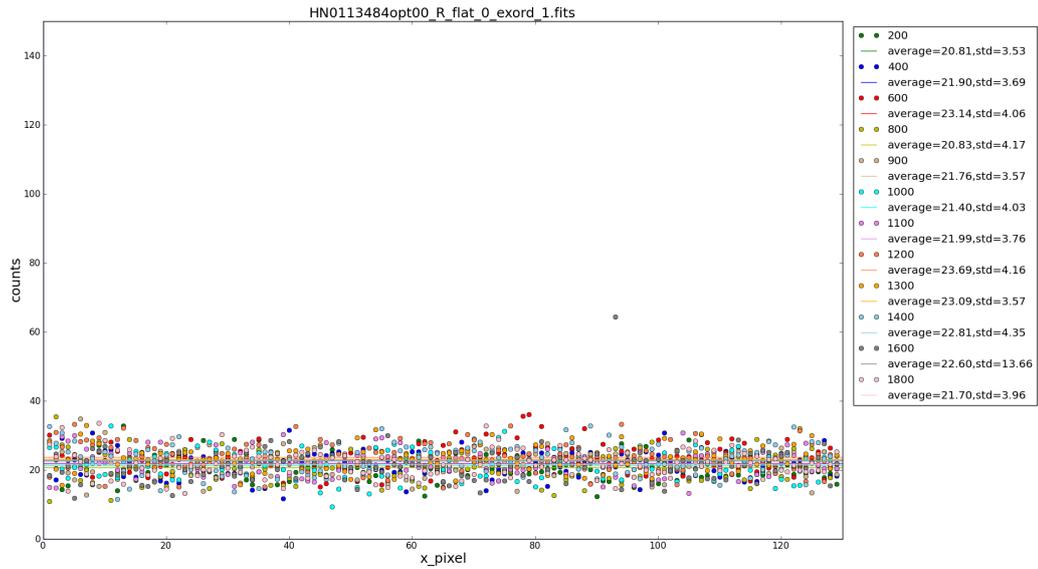


図 3.30: スカイ成分の場所ごとの偏り

この結果から検出器上において、背景スカイ光成分の対局的分布には大きな傾きの違いやローカルなでこぼこなどはなく、ほぼ一様であることがわかった。さらに対象天体ののっている部分のスカイとのっていない部分のスカイカウントの絶対値を合わせるために、(対象天体が載っている短冊領域の平均カウント) \div (左右両端の短冊領域の平均カウント)をして、それを対象天体を写した画像の左右両端の短冊領域にかけることで、スカイ画像を作成した。その背景スカイ光成分を差し引いた後に、10ピクセルごとにビンまとめを行い、残りのカウントが星雲の成分であると考えて、偏光の計算を行った。そこで得た偏光度と偏光方位角を画像上に表示したものが以下の図 3.31 である。線の長さが偏光度を、線の方向が偏光度を表している。画像上の上向きが0度で反時計まわりに回転している。

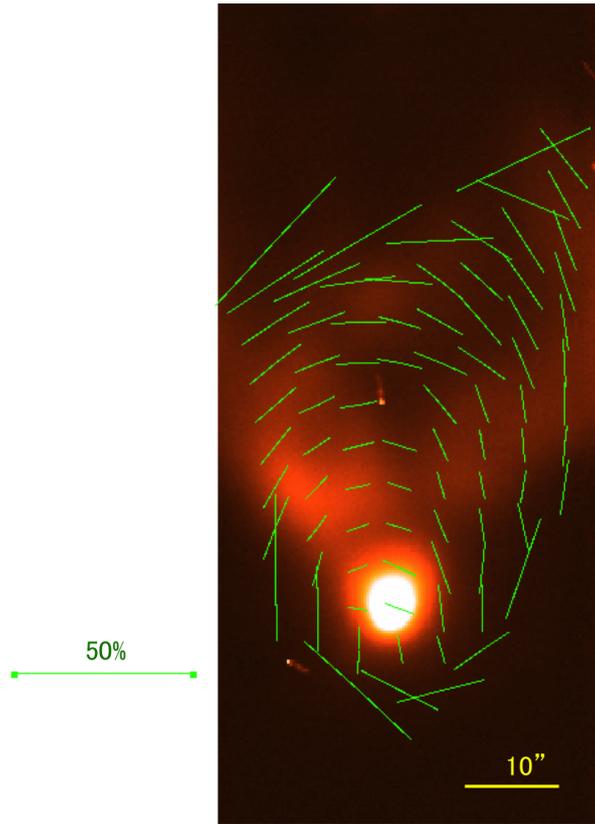


図 3.31: NGC2261 の偏光パターン

図 3.31 ではフラックスの値が誤差の 10 倍以上かつ偏光度が誤差の 3 倍以上の場所のみ矢印を示している。誤差の出し方については付録 B に記述する。この図 3.31 から、星雲部分において、中心星をとり囲むように同心円状の偏光ベクトルパターン見える。これは、反射星雲の特徴で星からの光が星間物質で散乱しているためであり、このような結果が得られたことから、広がった天体の偏光測定もできるようになったと考えられる。

3.3 偏光データリダクションのかに星雲への応用

前章の NGC2261 の偏光解析の方法を用いて、かに星雲の偏光解析を行った。その結果が以下の図 3.31～図 3.36 である。

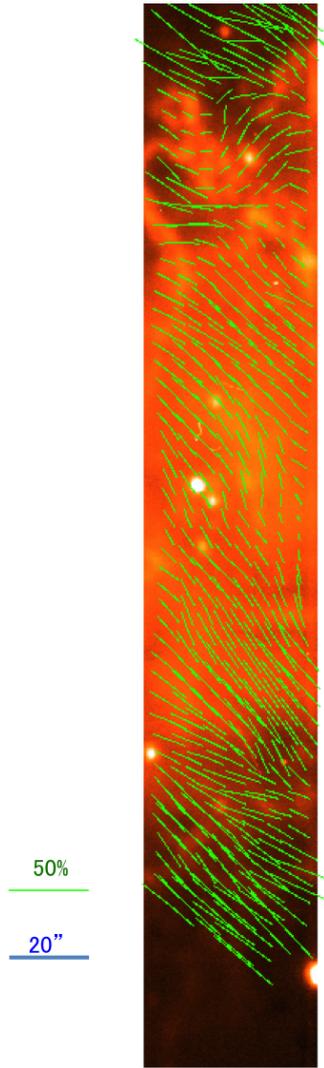


図 3.32: 10 月 31 日のかに星雲の偏光マップ

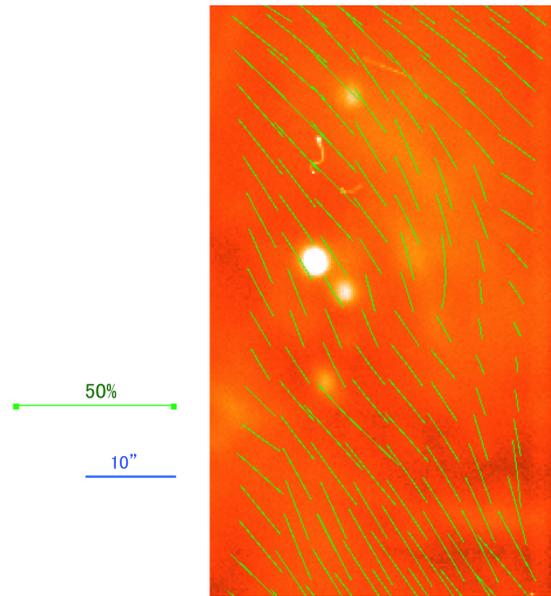


図 3.33: 10 月 31 日のかに星雲の偏光マップ (かにパ
ルサー付近を拡大)

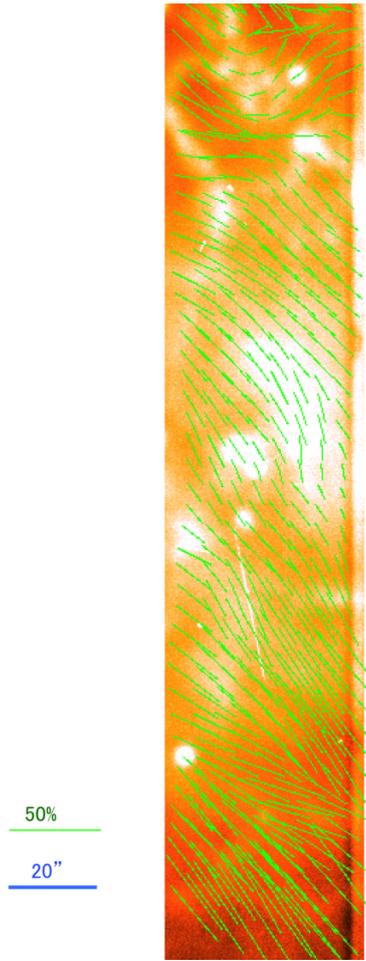


図 3.34: 11 月 09 日のかに星雲の偏光マップ

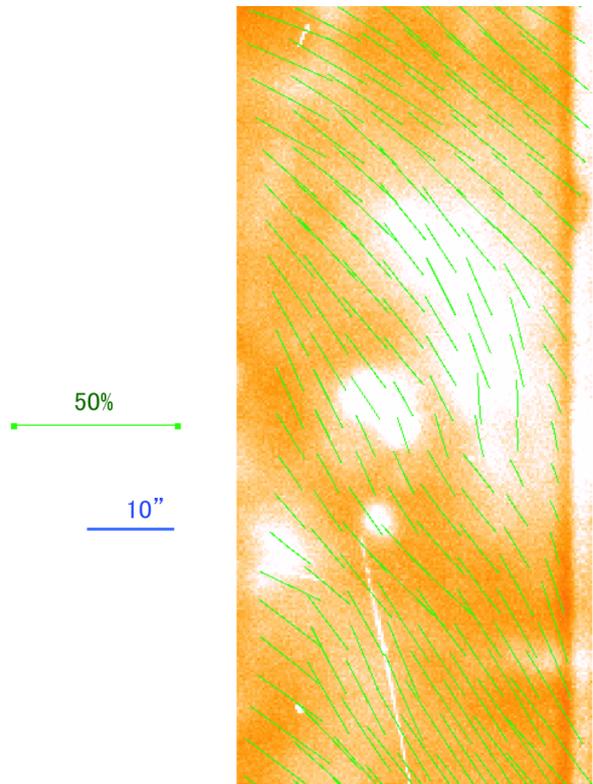


図 3.35: 11 月 09 日のかに星雲の偏光マップ (かにパ
ルサー付近を拡大)

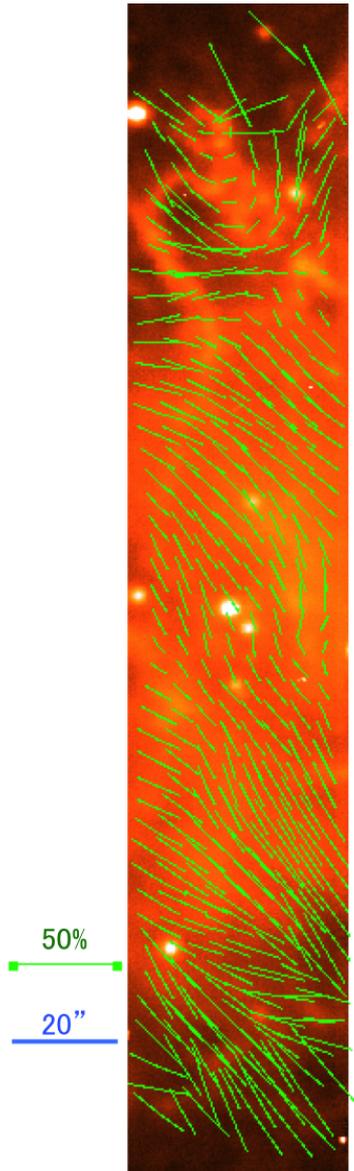


図 3.36: 11 月 27 日のかに星雲の偏光マップ

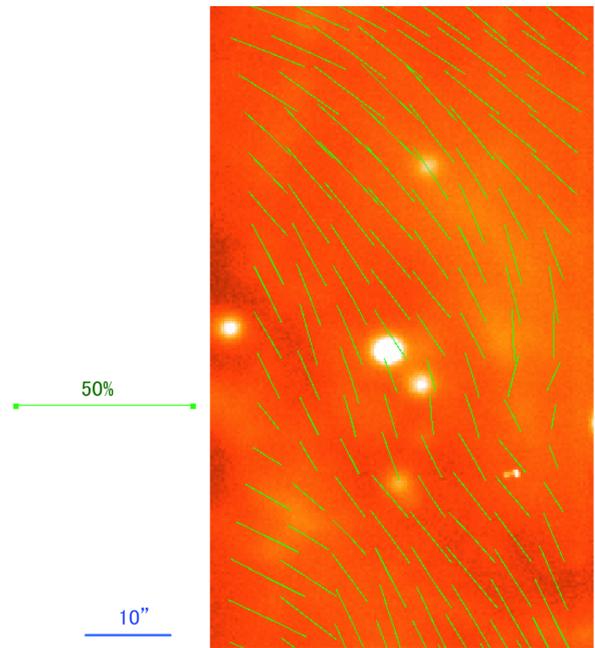


図 3.37: 11 月 27 日のかに星雲の偏光マップ (かにパ
ルサー付近を拡大)

図 3.31～図 3.36 より場所ごとの偏光度、偏光方位角に関して、日付ごとの大きな変化は見られないことが判る。また、ここで出た結果は過去の論文 [14] の図 3.37 と比較した時に大きな変化は見られなかった。

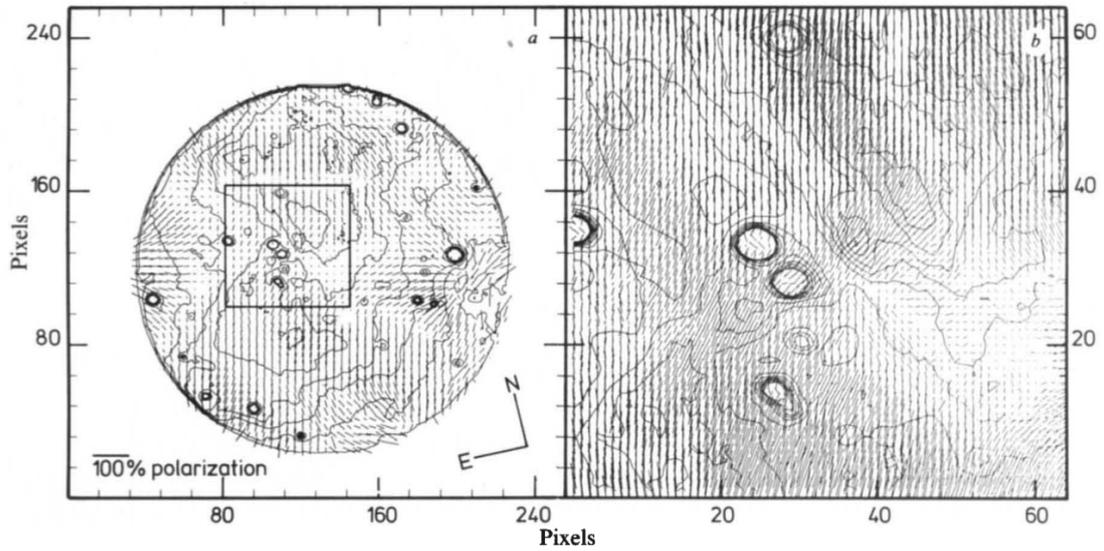


図 3.38: かに星雲の偏光度、偏光方位角の分布 [14]

これらより、広がった天体に対しても安定して偏光測定ができるようになったと考えている。また、このリダクション法が確立したことで、スクリプト化が可能となり、リダクションにかかる時間が大幅に短縮された。具体的には、手作業で解析を行う場合には 12 時間程度かかっていた解析時間が、スクリプト化をして、半自動解析を行うことによって 30 分程度に短縮することが可能になった。これから、目標とした解析パイプラインの構築がほぼ達成されたと考えている。

第4章 まとめ

偏光では磁場や星周物質の分布などの直接撮像からは得ることのできない情報を得るために有効な方法である。これまでのかなた望遠鏡では解析パイプラインが用意されていなかったために解析に時間がかかっていた。また、背景のスカイ光の影響から広がった天体において、精度の高い偏光解析をすることが困難であった。そこで、解析パイプラインの整備を目的として本研究を行った。

まず、混み合った領域に存在している点光源では開口測光を用いた。本研究ではかにパルサーを用いた。開口測光では開口半径とスカイ成分の推定のためのスカイ領域の決定が必要である。スカイ領域は星の混み合った領域よりも外側にとることによって、他の星からの影響をあまり受けないようにした。開口半径は星の中心から他の星とのカウントの谷の部分までをとることによって、精度のよい偏光の解析を可能にすることができた。

広がった天体に関しては背景のスカイ成分が偏光の解析に大きな影響を及ぼすことが多いため、それを精度良く推定し、対象天体から差し引くことによって偏光を計算することが必要がある。本研究ではスカイ画像を対象天体の写っている画像の左右端の短冊領域における偏光データ2セットからスカイ成分画像を導出する方法を採用した。作成したスカイ画像から差し引くことによって天体本来のカウントを抽出し、それらを用いて各領域ごと偏光パラメータを計算した。その結果、反射星雲である NGC2261 の偏光マップを再現することができた。

また、この方法を用いて、かに星雲の偏光マップを描くことができた。その結果は各観測日ごとにばらつくことなく安定しており、また過去の論文 [14] とコンシステントであった。これにより、可視 R バンドの偏光データについては目標としたパイプラインの構築がほぼ達成できた。

今後はこの解析パイプラインを汎用性の高いものとして、かつ研究では可視 (R バンド) のみでの解析になったので、近赤外線領域でもパイプラインの構築を行う。

付録A Fermiガンマ線宇宙望遠鏡をもちいた GRBの自動解析

A.1 Fermiガンマ線宇宙望遠鏡 (Fermi衛星)

Fermiガンマ線宇宙望遠鏡 (Fermi衛星)(図 A.1) はアメリカ、日本、ドイツなどにより共同開発されたガンマ線観測衛星である。2008年6月に打ち上げられ、2008年8月から運用が開始された。図 A.2 に示すように、Fermi衛星は2つの検出器を搭載している。20MeV~300GeVのエネルギー帯の観測をするLAT(Large Area Telescope) 検出器と、広い視野をもち8keV~30MeVのエネルギー帯でのガンマ線バーストのような突発天体の観測をするGBM(Gamma-ray Burst Monitor) 検出器である。表 A.1 はLAT検出器とGBM検出器の諸性能を表している。本研究ではLAT検出器で得られたデータに対して、自動解析を行った。

	Large Area Telescope	Gamma-ray Burst Monitor
検出器	電子陽電子対生成	NaI と BGO シンチレータ
エネルギー領域	20MeV~300GeV	8keV~30MeV
視野	2.4 strad	9.5 strad
タイミング精度	1 マイクロ秒	2 マイクロ秒

表 A.1: LAT 検出器と GBM 検出器の諸性能 [16]



図 A.1: Fermiガンマ線衛星 [15]

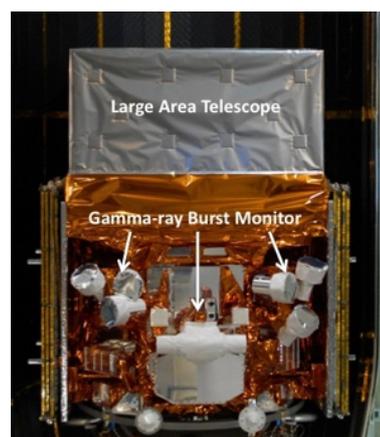


図 A.2: LAT 検出器と GBM 検出器 [16]

A.1.1 LAT 検出器

LAT 検出器は日本、アメリカ、イタリア、フランス、スウェーデンの5カ国による共同開発で、電子・陽電子対生成反応を利用したシリコンストリップ検出器である。この検出器は大きく分けて反同時計測検出器 (ACD:Anti-Coincidence Detector)、トラッカー (TRK:Tracker)、カロリメーター (CAL:Calorimeter)、の3つの装置からなる。

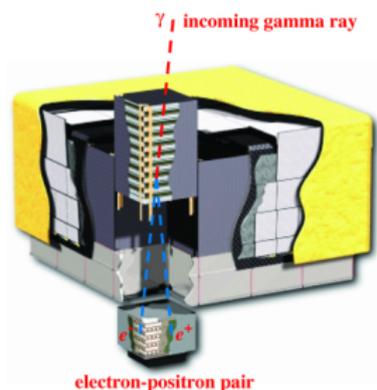


図 A.3: LAT 検出器 [17]

反同時計測検出器

視野外から入射するガンマ線や、荷電粒子宇宙線はバックグラウンドとなる。これらと目標天体とを区別するために反同時計測検出器 (ACD:Anti-Coincidence Detector) がある。これはトラッカーとカロリメータを覆うように設置しており、ACD とカロリメータで同時に反応するようなイベントをバックグラウンドとみなす。

トラッカー

図 A.3 に示すように、4×4 の 16 個のタワーモジュールから構成されており、それら 1 つ 1 つが 16 層のタングステンのシートと電子・陽電子を検出するシリコンストリップセンサーの組になっている。タングステンのシートで入射ガンマ線が電子・陽電子対生成を起こし、シリコンストリップセンサーを通過することで電気パルスを出す。この飛跡を解析することによりガンマ線がどの方向から飛んできたのかを知ることができる。

カロリメータ

各トラッカーの下部に取り付けられており、ガンマ線のエネルギーを測定する装置である。CsI シンチレータとフォトダイオードから構成されている。トラッカー部でガンマ線から荷電粒子に変換され、カロリメータ部で電子・正孔対が作られる。これがシンチレータの中で活性化物質を励起させ、基底状態にもどる時に光子が放出される。この光子をフォトダイオードで測定することによって荷電粒子のエネルギー、すなわち入射したガンマ線のエネルギーを測定することができる。

A.2 LAT データと解析方法

Fermi 衛星から地上に送られて来た生データは、天体からの光子情報だけでなく、衛星自身の姿勢や位置などの情報も含まれている。さらに、光子情報も各検出器のどの位置でどのようなエネルギーが検出されたか、という情報が衛星上の記録媒体特有のフォーマットで記録されており、天体解析を行うためにはこれら情報を適切に処理し、元々の入射ガンマ線のエネルギーと到来方向を再構成しなければならない。そのために、以下で述べるような生データに対して level0 や level1 という事前処理を行う必要がある。

1.raw data → level0 data :level 0 プロセス

LAT 検出器で観測したデータセットに対して日付などの ID をつけて、各情報を区別する。

2.level0 data → level1 data : level 1 プロセス

level0 data の中で粒子の飛跡を再構築する。これによって、ガンマ線のエネルギーや到来方向、バックグラウンドの識別を得ることができる。

解析に必要なデータを FITS(Flexible Images Transport System) 形式に変換して利用する。この FITS 形式のファイルは 2 種類あり、検出器の捉えた 1 光子ごとのエネルギーや到来方向、時間などの情報を持った FT1 ファイルと、衛星の姿勢や位置の情報を持った FT2 ファイルに分けられる。Fermi 衛星は全天の観測を行っているので、まずは FT1 ファイルの中で、解析したい天体の座標、解析領域 (ROI:Region Of Interest)、解析期間、エネルギー領域を指定して切り出す。つぎに FT2 ファイルの衛星の位置情報や、姿勢情報からガンマ線イベントのみに絞り込む。そして最尤法を用いて、スペクトルフィッティングを行う。この一連の解析は Fermi 衛星の解析ソフトである Science Tools(バージョン:v10r0p5) を使用している。LAT 検出器で得られたデータの解析には主に Unbinned 解析と Binned 解析の 2 つがある。

A.2.1 解析法と解析手順

- Unbinned 解析

検出された光子 1 つ 1 つに対して、尤度を計算してフィッティングを行う。長期間のデータ解析を行う場合には、解析に時間がかかりすぎてしまうので向かないが、データ数のあまり多くない、数時間や数日のデータの解析で用いることが多い解析方法である。

- Binned 解析

検出された光子をある任意のエネルギー領域ごとにまとめてビンをつくり、尤度を計算する。長期間のデータ解析など、データ数の多い天体や低銀緯などのようなバックグラウンドの大きい領域に用いられる解析方法である。

本研究では GRB という時間スケールの短い天体の解析を行うために、Unbinned 解析を行った。

Unbinned 解析

Unbinned 解析を用いて、GRB のトリガーがでてからのライトカーブを作成した。今回は GRB のなかでも極めて明るい GRB130427 の解析を例としてコマンドと解析条件とその結果を記載する。

- gtselect

Fermi のデータソースの FT1 ファイルから解析できるデータを絞り込んで、フィルタリングされた新しい FT1 ファイルを作成するツール。ここでは赤経・赤緯、解析領域の大きさ、観測期間、ガンマ線のエネルギー範囲である。解析期間については Mission Elapsed Time(MET) 方式を用いた。MET 方式は 2001 年 1 月 1 日の 0 時からの経過時間で定義されている。

```
prompt > gtselect evclass=16
Input FT1 file[ ] L171229014804E6D68C7A81_EV00.fits
Output FT1 file[ ] GRB130427_gtselect.fits
RA for new search center (degrees) (0:360) [ ] 173.136
Dec for new search center (degrees) (-90:90) [ ] 27.7129
radius of new search region (degrees) (0:180) [ ] 20
start time (MET in s) (0:) [ ] 388741629
end time (MET in s) (0:) [ ] 388741639
lower energy limit (MeV) (0:) [ ] 100
upper energy limit (MeV) (0:) [ ] 300000
maximum zenith angle value (degrees) (0:180) [ ] 100
```

今回のように TRANSIENT の天体を扱う場合には evclass=16 とすることが推奨されている。また、大気ガンマ線の影響を減らす Zenith angle は 100 度までで解析をすることが推奨されている。

- gtmktime

FT2 データにより FT1 データ中の GTI(Good Time Interval) を絞り込むツールである。GTI はデータが有効とみなすことのできる時間範囲である。gtselect と gtmktime の 2 つのツールを用いることで天体からのガンマ線だけを得ることができる。しかし、GRB 解析において天頂角 (Zenith Angle) からの角度が 100 度以上では、地球の大気散乱の成分にかかり gtmktime の段階でカットされることもあるので、Zenith によってこのコマンドを用いないこともある。

```
prompt > gtmktime
Spacecraft data file[ ] spacecraft.fits
Filter expression[ ] (DATA_QUAL>0)&&(LAT_CONFIG==1)
Apply ROI-based zenith angle cut[ ] no
Event data file[ ] GRB130427_gtselect.fits
Output event file name[ ] GRB130427_gtmktime.fits
```

TRANSIENT な天体の場合には Filter expression は (DATA_QUAL>0)&&(LAT_CONFIG==1) とすることが推奨されている。

- gtlcube

FT1 ファイルと FT2 ファイル (spacecraft file) から衛星の位置と傾斜角を含む 3 次元関数を計算するツールである。このツールを行うことで最尤法の計算が容易に行えるようになる。

```
prompt > gtlcube
Event data file[ ] GRB130427_gtmktime.fits
Spacecraft data file[ ] spacecraft.fits
Output file[ ] GRB130427_gtlcube.fits
Step size in cos(theta) (0.:1.) [ ] 0.025
Pixel size (degrees)[ ] 0.5
```

- gtexpmap

モデルソースの ROI 領域内の光子数を予測して計算するために露光マップを作成するツール。この露光マップは領域内での時間積分をする露光マップとは異なり、総応答を ROI データで積分する。式で表すと、

$$\varepsilon(E, \hat{p}) = \int_{ROI} dE' d\hat{p}' dt R(E', \hat{p}'; E, \hat{p}, t)$$

となる。E' は観測されたエネルギー, \hat{p}' は観測された方角, t は解析に使用する観測の時間幅, R は応答関数を表している。

```
prompt > gtexpmap
Event data file[ ] GRB130427_gtmktime.fits
Spacecraft data file[ ] spacecraft.fits
Exposure hypercube file[ ] GRB130427_gtlcube.fits
output file name[ ] GRB130427_gtexpmap.fits
Response functions[ ] P8R2_TRANSIENT020_V6
Radius of the source region (in degrees)[ ] 25
Number of longitude points (2:1000) [ ] 100
Number of latitude points (2:1000) [ ] 100
Number of energies (2:100) [ ] 20
```

この gtexpmap で得られた露光マップは図 A.4 である。

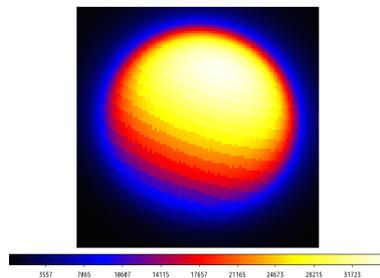


図 A.4: 露光マップ

Response functions は期間の長い解析 (GRB 残光に対する解析) の場合には、P8R2_SOURCE_V6 を用いることが多いが、今回はライトカーブ作成をするために時間ビンを短く解析するために、突発天体のような短い期間への解析に用いることの多い P8R2_TRANSIENT020_V6 を用いた。

- gtdiffrsp

点源以外の広がった天体からのレスポンス関数を likelihood 解析の前に計算するツール。

```
prompt > gtdiffrsp
Event data file[ ] GRB130427_gtmktime.fits
Spacecraft data file[ ] spacecraft.fits
Source model file[ ] mymodel.xml
Response functions to use[ ] P8R2_TRANSIENT020_V6
```

ここで Source model file に入れた mymodel.xml は最尤法でスペクトルフィットを行う時に必要になるソースモデルである。ソースモデルファイルは解析データの中で観測したい天体の位置とスペクトルフィットするモデルが入っている。このスペクトルフィットするモデル (スペクトルモデル) は、フェルミチームによって PowerLaw や BrokenPowerLaw, Gaussian など 14 種類が用意されており、今回は PowerLaw を用いた。

このソースモデルファイルを作成するときには、天体カタログである 3FGL を用いた make3FGLxml.py というスクリプトがフェルミチームによって用意されているので、それを用いればよい。make3FGLxml.py は解析するイベントファイルから ROI の情報を読み込み、そこに 3FGL カタログ内の点光源や広がった天体などをバックグラウンドとして決定する。このスクリプトを実行することで、必要な点光源を含むソースモデルファイルが自動的に生成される。

```
prompt > python make3FGLxml.py [catalog] [event file][option]
catalog: FITS 形式のファイルまたは XML ファイルの 3FGL カタログ
event file: 解析するイベントファイル (FITS 形式)
option: 様々なオプションがある。くわしくは Fermi ガンマ線宇宙望遠鏡サイトを参照
(https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/user/readme\_make3FGLxml.txt)
```

しかし、本研究では即時解析が目的なので、3FGL を用いたソースモデルではあまり明るくないガンマ線源も含むために、次の gtlike という操作での計算速度が遅くなってしまふ。そこで、ガンマ線のバックグラウンドとして大きな寄与をもつ、銀河面放射テンプレートと系外放射テンプレート、そして観測したい天体の 3 種類のみでモデルを作成した。以下に今回 GRB130427 に用いたソースモデルを記述する。

```

<xml version="1.0" >
<source_library title="source library">

<!-- Point Sources --> (観測天体のモデル)
<!-- Source between [0.0,5.0) degrees of ROI center -->
<source ROI_Center_Distance="0.000" name="GRB130427.v0" type="PointSource" >
<spectrum apply_edisp="false" type="PowerLaw">
<!-- Source is 4.9017885657 degrees away from ROI center -->
<parameter free="1" max="1e20" min="1e-6" name="Prefactor" scale="1e-13" value="1.0000"/>
<parameter free="1" max="5.0" min="-5.0" name="Index" scale="-1.0" value="1.00000"/>
<parameter free="0" max="5e15" min="30" name="Scale" scale="1.0" value="1000.000"/>
</spectrum>
<spatialModel type="SkyDirFunction">
<parameter free="0" max="360.0" min="-360.0" name="RA" scale="1.0" value="173.136"/>
<parameter free="0" max="90" min="-90" name="DEC" scale="1.0" value="27.7129"/>
</spatialModel>
</source>

<!-- Diffuse Sources --> (バックグラウンドによる寄与)
<source name="gll_iem.v06" type="DiffuseSource"> (銀河面放射テンプレート)
<spectrum apply_edisp="false" type="PowerLaw">
<parameter free="1" max="100000" min="0" name="Prefactor" scale="1" value="1"/>
<parameter free="0" max="1" min="-1" name="Index" scale="1.0" value="0"/>
<parameter free="0" max="2e6" min="5e1" name="Scale" scale="1.0" value="1e2"/>
</spectrum>
<spatialModel file="gll_iem.v06.fits" type="MapCubeFunction">
<parameter free="0" max="1e5" min="1e-3" name="Normalization" scale="1.0" value="1.0"/>
</spatialModel>
</source>
<source name="Extragalactic Diffuse Source 1" type="DiffuseSource"> (系外放射テンプレート)
<spectrum type="PowerLaw">
<parameter free="true" max="100000.0" min="1e-08" name="Prefactor" scale="1e-07" value="1.6"/>
<parameter free="false" max="-1.0" min="-3.5" name="Index" scale="1.0" value="-2.1"/>
<parameter free="false" max="200000.0" min="0.0001" name="Scale" scale="1.0" value="100.0"/>
</spectrum>
<spatialModel type="ConstantValue">
<parameter free="false" max="10000.0" min="0.0" name="Value" scale="1.0" value="1.0"/>
</spatialModel>
</source>
</source_library>

```

- gtlike

前までの操作において作成したファイルから最尤法 (likelihood 解析) によるフィッティングを行うツールである。モデルとデータを比較して、最適な値を計算する。

```

prompt > gtlike results=GRB130427_result.dat
Statistic to use (BINNED||UNBINNED) [ ] UNBINNED
Spacecraft file[ ] spacecraft.fits
Event file[ ] GRB130427_gtmktime.fits
Unbinned exposure map[ ] GRB130427_gtexpmap.fits
Exposure hypercube file[ ] GRB130427_gtltcube.fits
Source model file[ ] mymodel.xml
Response functions to use[ ] P8R2_TRANSIENT020_V6
Optimizer (DRMNFB||NEWMINUIT||MINUIT||DRMNGB||LBFGS) [ ] MINUIT

```

results は gtlike で出てきた結果を出力することができる。ここでは以下のような結果が出てくる。

```

'GRB130427': 'Prefactor': '743849 +/- 213491',
'Index': '1.97241 ± 0.000617594',
'Scale': '1000',
'Npred': '28.8246',
'ROI distance': '0',
'TS value': '135.747',
'Flux': '0.000717944 ± 0.000205951',

'gll_iem_v06': 'Prefactor': '0.00615879 ± 1.27145',
'Index': '0',
'Scale': '100',
'Npred': '0.000657763',
'Flux': '3.0095e-06 ± 0.000621245',

```

結果は GRB('GRB130427') とバックグラウンド ('glliem.v06') の部分のみを表示している。この結果ではスペクトルパラメータ以外に Npred や TSvalue がある。Npred はモデルに対して、予測される到来光子数を表している。この結果の中で注目するのは GRB130427 の欄の TS value と Flux である。ここで TS が 25 以上であれば、天体の検出に対して有意であると考え、ライトカーブを描く際に Flux の値を用いる。

A.2.2 最尤法

最尤法推定は尤度の表す統計量を最大にするようなパラメータの値を推定する方法である。あるデータの組 X とそのモデルパラメータ Θ が存在する。ここで X と Θ は以下のように表す。

$$X = x_1, x_2, x_3, \dots, x_N \quad \Theta = \theta_1, \theta_2, \theta_3, \dots, \theta_N$$

ここで値 X をとりうる確率は $P(X|\Theta)$ と表されるので、尤度関数は

$$L(\Theta) = P(x_1|\Theta)P(x_2|\Theta)\dots P(x_N|\Theta) = \prod_{i=1}^N P(x_i|\Theta)$$

尤度関数のままでは解析がしづらいので、対数尤度関数を用いる。ここで $\log L$ は単調増加関数なので、対数尤度が最大になるのは、微分した値が 0 になるところである。よって、

$$\frac{\partial \ln L}{\partial \theta_i} = 0$$

である。さらに尤度比検定を行い、求められた結果を TS と呼ぶ。TS は以下のように表される。

$$TS = -2(\log(\text{中心天体を含めない時のモデルの尤度}) - \log(\text{中心天体を含めた時のモデルの尤度}))$$

天体検出の有意度についてはこの TS の値が 25 以上になっているということがひとつの指標になっている。

A.3 GRB 検出から自動解析

A.3.1 ガンマ線バースト (GRB)

ガンマ線バースト (GRB:Gamma Ray Burst) は 1960 年代に発見された 100keV~1MeV の領域で強いガンマ線が観測される天体現象である。1日に1回程度の頻度で起こっており、全天にわたって観測されている。このガンマ線バーストは、その継続時間によって2種類に分かれており、それぞれで発生原因が異なると考えられている。継続時間が2秒よりも長いものをロングガンマ線バーストといい、これは超新星爆発に伴って起こると考えられている。継続時間が2秒よりも短いものをショートガンマ線バーストといい、これは連星中性子星やブラックホールと中性子星の連星系の合体に伴って起こると考えられている。しかし、特にガンマ線バーストの起源については未だに謎に包まれている。

ガンマ線バーストの起源の解明のためには多波長での観測を行うことによって、対応する天体を同定する方法がある。しかし、ガンマ線バーストは1日に1回程度起こっている上に、明るさの暗くなるタイムスケールがと非常に速い天体現象であるために、優先順位をつけて観測しなければならない。そこで、Fermiガンマ線宇宙望遠鏡で得られたGRBの情報を自動解析することによって、ガンマ線で非常に明るい長時間ガンマ線残光が続くなどの科学的に興味深い現象から観測することによってガンマ線バーストの起源を解明する。

A.3.2 ガンマ線検出から自動解析までの流れ

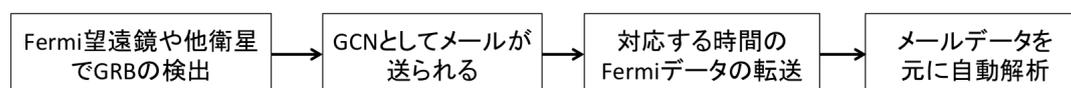


図 A.5: GRB の自動解析の流れ

GRB の自動解析までの流れは上のようになっており、以下で詳しく説明する。

1. Fermi 衛星や他衛星による GRB の検出

Fermi 衛星や他衛星により GRB が検出される。

2. GCN でメールが送られる

Fermi 衛星や他衛星の GRB 検出情報が GRB Coordinate Network(GCN) を通じて、各機関に送付されている。本解析では電子メールで情報を受け取り、解析を開始する。電子メールには GRB の検出時刻や各衛星で決定した GRB の発生位置とその誤差、Fermi 衛星で検出した場合には LAT 検出器の視野内にあるのかななどの情報が書かれている。

3. 対応する時間の Fermi データの転送

Fermi 衛星のデータは、1日の内、ある決まったタイミングでの地上に転送される。GRB 検出時刻に対応する Fermi 衛星のデータは、一般的に検出から数時間後に転送され、§A.2 で述べた事前処理に

数時間を要し、その後に解析可能になる。

4. メールデータを元に自動解析

Fermi 衛星のデータが解析可能になると、GCN のメールデータに記録された検出時刻と、GRB 位置に基づき、§A.2.1 で述べた解析を自動的に開始する。

A.4 GRB のフラックスの時間変化の自動解析

ここでは GRB 検出時間からのフラックスの時間変化ライトカーブの自動作成プログラム内での流れを説明する。まずは解析する時間ビンを 10 秒として、A.2 の Unbinned 解析の一連の解析を行う。そして gtlike まで終わったあとに TS が 25 よりも小さいときには時間ビンにさらに 10 秒加え、20 秒として一連の解析を行う。TS が 25 となったときには、その時間から再び 10 秒で解析を行う。このようにして TS が 25 以上となるまで 10 秒を足し続ける。(図 A.5 参照) ビンの時間が 1000 秒よりも大きくなった時には、そこで解析を終了し、その直前で TS が 25 以上となったもののフラックス値をアップーリミットとする。

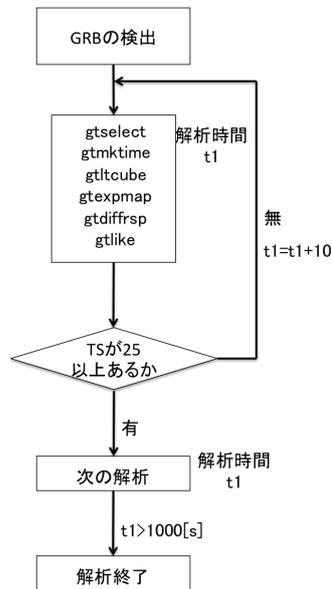


図 A.6: ライトカーブ作成時のプログラム内での流れ

その結果得られたライトカーブが図 A.7 である。M. Ackermann の Fermi-LAT Observations of the Gamma-Ray Burst GRB 130427A の論文 [18] 内で記述されている同じ天体のフラックスライトカーブが図 A.8 である。

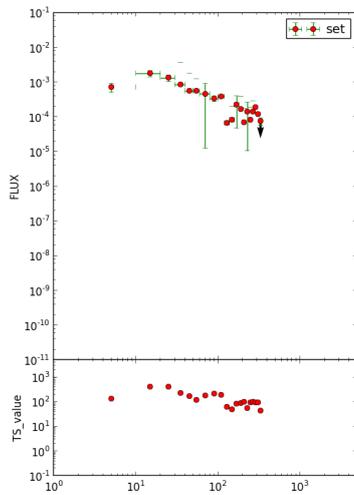


図 A.7: GRB130427 のデータを用いて作成したライトカーブ

図 A.7 のフラックスライトカーブからフラックスが減少する様子が確認できた。先行研究 [18] で得られた図 A.8 のフラックスライトカーブ (赤色) の時間が 10^3 秒までを比較するとおおむね一致しているとわかる。このことから、本研究で構築した自動解析の枠組みが正しく機能していることが確認できた。さらに、本研究で構築した枠組みがすべての GRB に対して正常に動作することを確認するために、2017 年に起こった GRB の内、LAT 検出器で検出された 14 の GRB について解析した。表 A.2 に解析を行った GRB についての諸元をまとめる。

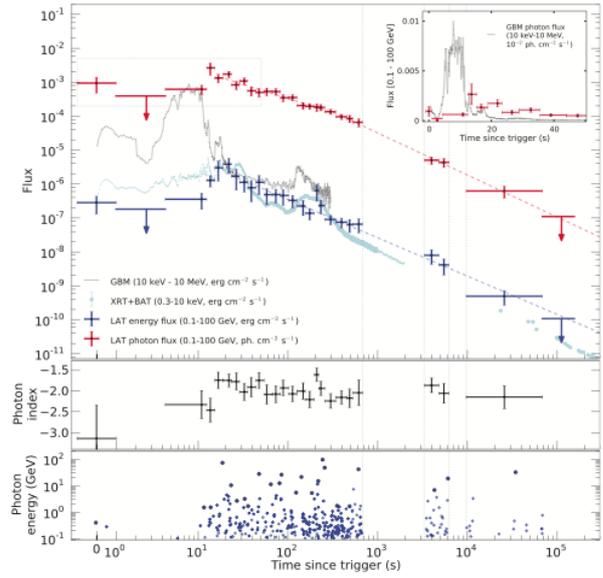


図 A.8: M. Ackermann の Fermi-LAT Observations of the Gamma-Ray Burst GRB 130427A の論文 [18] 内のフラックスカーブ

GRB の日付	TriggerMET	RA	DEC	公開されている GRB の TS 値 (解析時間 (秒) [19])	ライトカーブの図番号
170115	506195357	189.12	-46.85	60.47(2800)	図 A.9
170214	508779269	256.34	-1.88	947.12(1000)	図 A.10
170306	510502045	154.62	51.59	29.48(800)	図 A.11
170405	513110367	219.82	-25.24	64.42(1000)	図 A.12
170409	513398523	347.53	-7.16	36.39(1000)	図 A.13
170510	516085950	159.91	-39.32	40.09(500)	図 A.14
170522	517160738	139.34	25.67	45.09(1000)	図 A.15
170808	523924068	145.66	2.18	51.98(1100)	図 A.16
170810	524095306	187.93	3.66	30.3(1000)	図 A.17
171010	529354855	66.74	-10.53	224.61(10000)	図 A.18
171102	531282820	187.68	54.11	41.99(300)	図 A.19
171120	532876807	163.84	22.40	149.24(1000)	図 A.20
171124	533194681	335.47	35.33	84.69(35)	図 A.21
171210	534599360	335.29	24.44	61.00(1500)	図 A.22

表 A.2: GRB の諸元

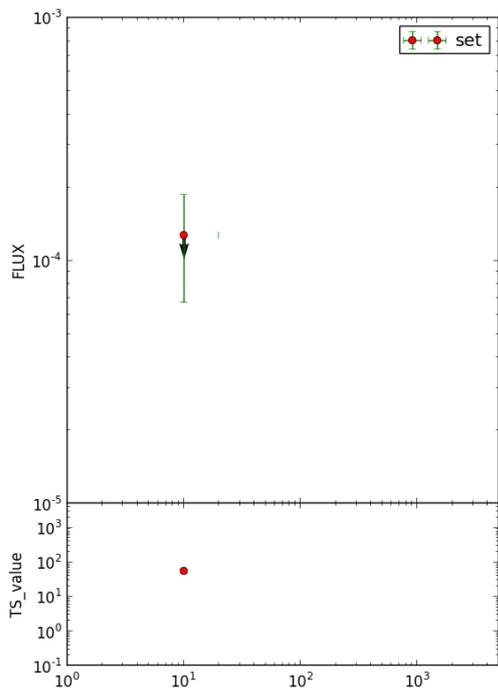


図 A.9: GRB170115 のフラックスライトカーブ

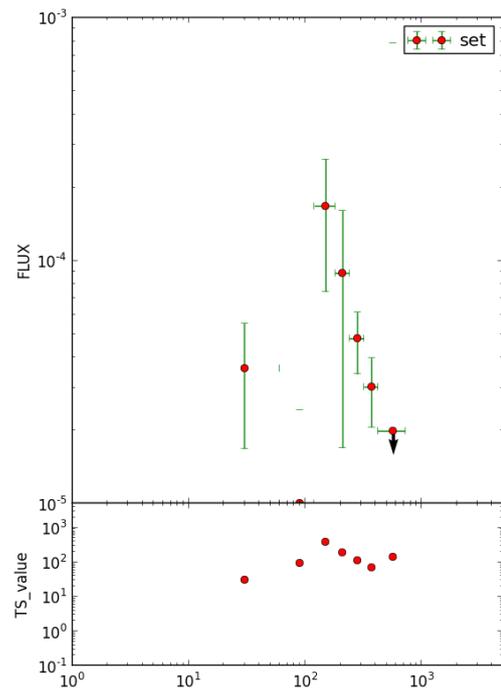


図 A.10: GRB170214 のフラックスライトカーブ

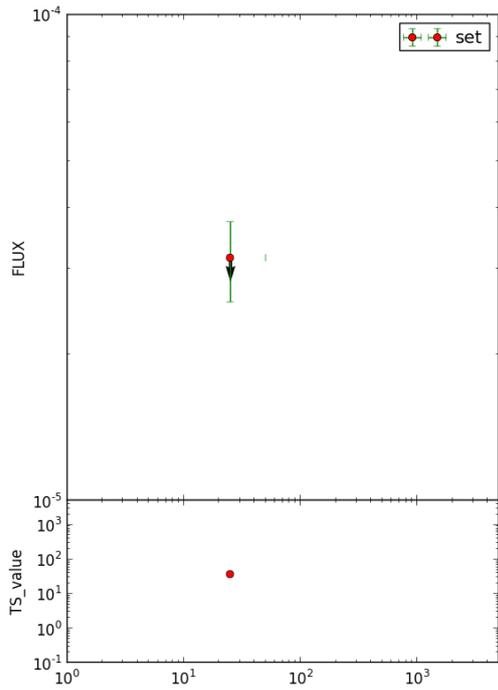


図 A.11: GRB170306 のフラックスライトカーブ

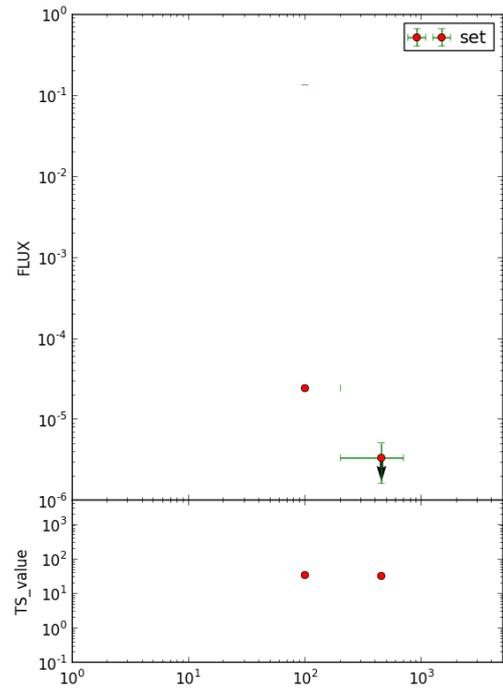


図 A.12: GRB170405 のフラックスライトカーブ

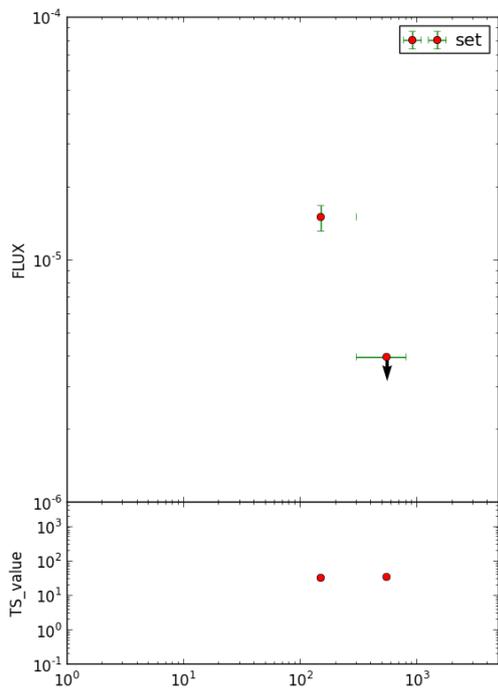


図 A.13: GRB170409 のフラックスライトカーブ

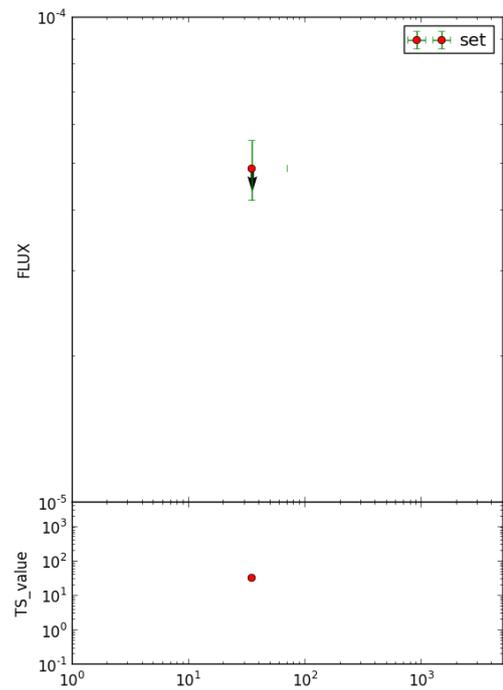


図 A.14: GRB170510 のフラックスライトカーブ

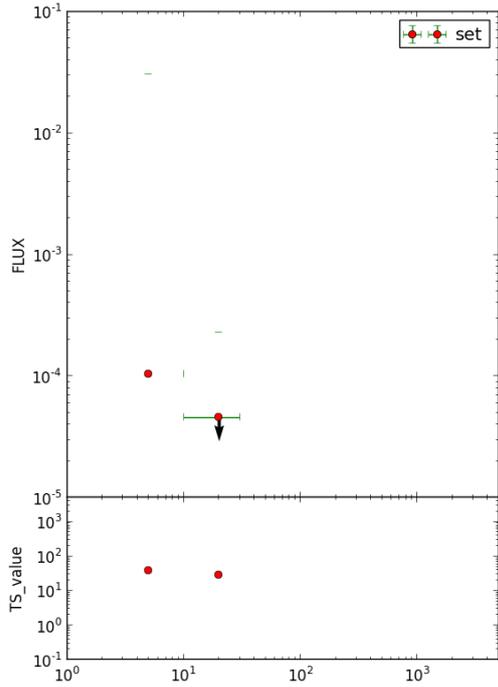


図 A.15: GRB170522 のフラックスライトカーブ

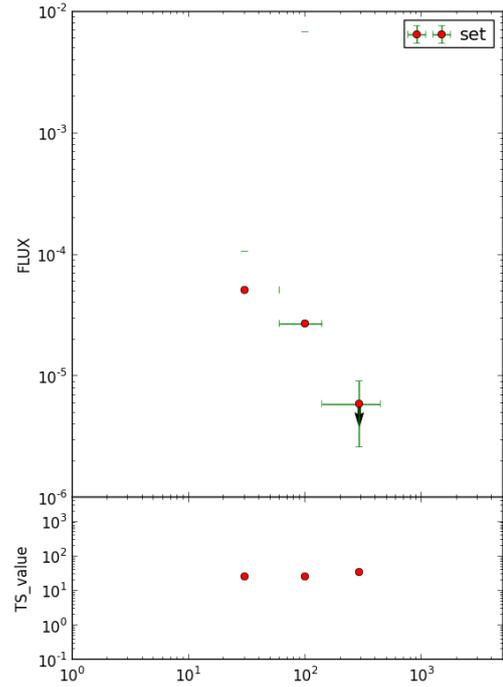


図 A.16: GRB170808 のフラックスライトカーブ

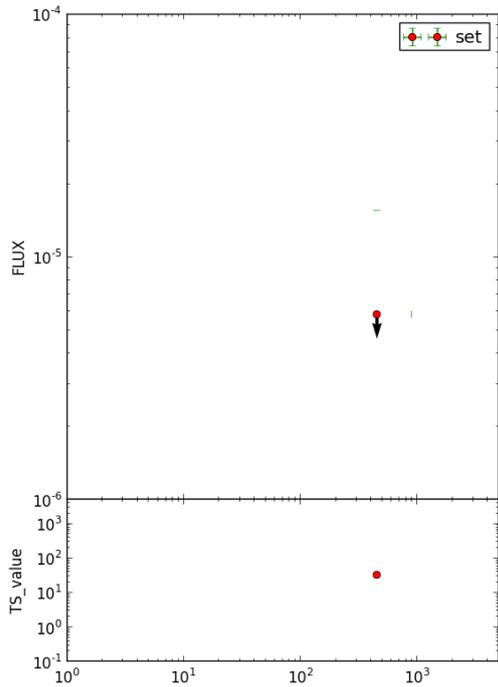


図 A.17: GRB170810 のフラックスライトカーブ

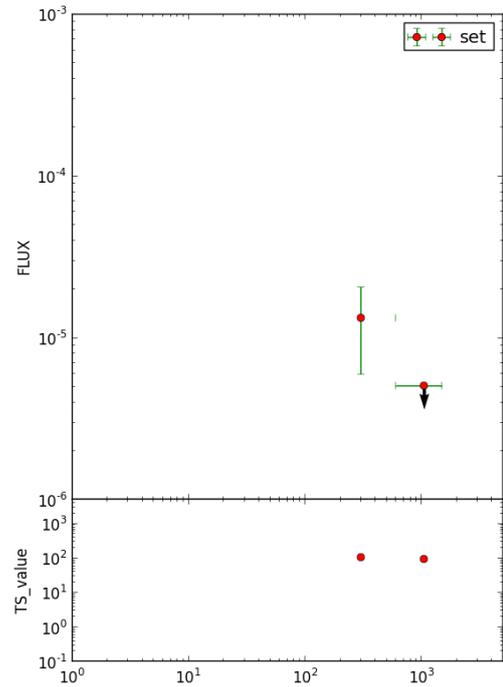


図 A.18: GRB171010 のフラックスライトカーブ

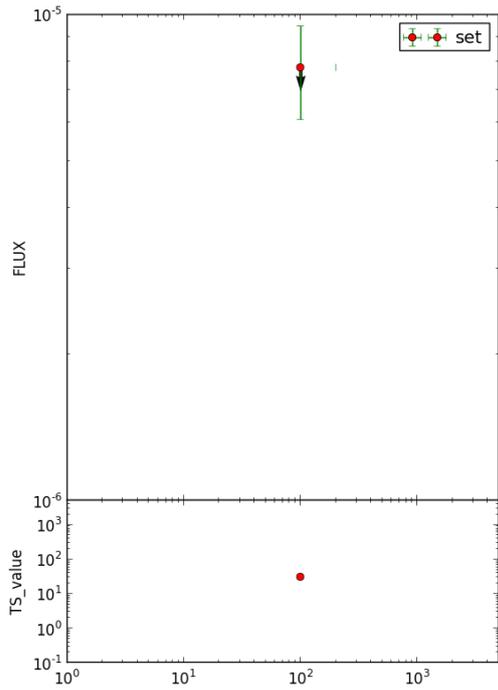


図 A.19: GRB171102 のフラックスライトカーブ

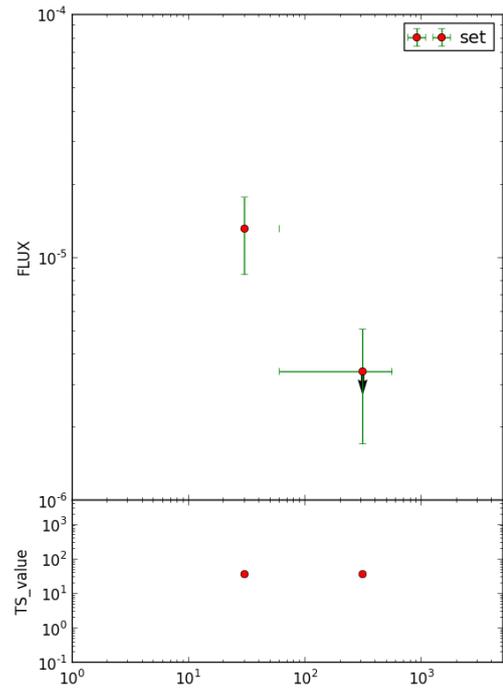


図 A.20: GRB171120 のフラックスライトカーブ

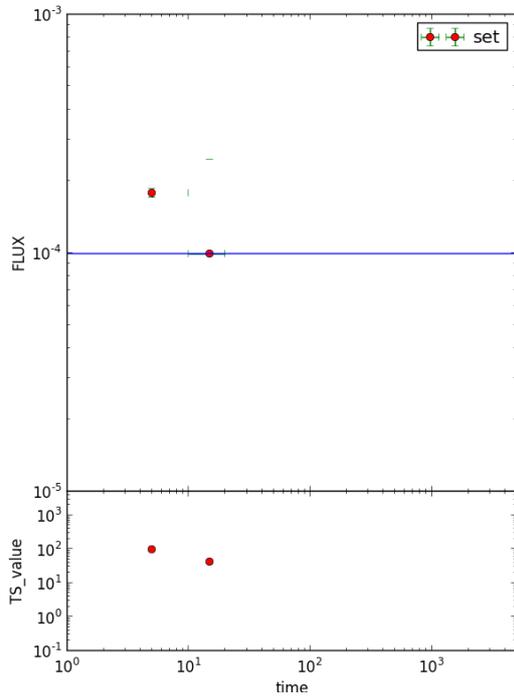


図 A.21: GRB171124 のフラックスライトカーブ

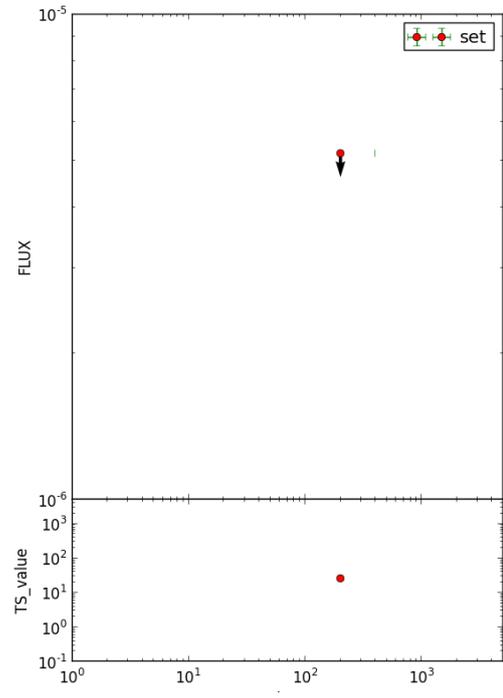


図 A.22: GRB171210 のフラックスライトカーブ

表 A.2 と今回解析した各 GRB の TS 値には大きな開き (1 桁のずれ) はなく、解析方法に大きな誤りがないと考えている。また、解析時間が大きく違うものもあり一概にはいうことができないが、表 A.2 の TS 値が大きいものの方がフラックスのライトカーブのグラフの点の数が多いという傾向にある。これはガンマ線領域で明るい GRB ほど、この解析には有意であると言える。しかし、TS 値の小さい (暗い) GRB ではフラックスライトカーブの点数が少なく、フラックスの時間変化が見えないものが多い。そのため、今後は TS の基準を下げたり、解析時間 (解析するビン幅) を長くするなどして、暗い GRB に対してもフラックスのライトカーブを描き、時間変化が見ることができるようになりたいと考えている。

さらに、現在稼働しているカウントマップや TS マップなどの GRB の基本解析の自動プロセスの枠組みに組み込むことを考えている。

謝辞

本論文の作成を行うにあたり様々な方にお世話になりました。川端先生には偏光解析で多くを教わり、添削やスライドの訂正など様々な点でお世話になりました。また、大野先生には Fermi の基礎的な知識、解析手法など多くを教えていただきました。ありがとうございました。中岡さん、川端美穂さんにはデータの取得や偏光の基礎的な解析法を教えていただきました。その他、研究室のスタッフの皆様、学生の皆様、物理事務の皆様など本当にお世話になりました。ありがとうございました。

関連図書

- [1] <https://www.hiroshima-u.ac.jp/hasc/institution/telescope/abstract>
- [2] <http://1601-031.a.hiroshima-u.ac.jp/honir/limited/pictures/honir201301>
- [3] HONIR 装置開発 wiki
- [4] <http://1601-031.a.hiroshima-u.ac.jp/honir/limited/pictures/hwp201310>
- [5] 長木 舞子 2016 年度 卒業論文「可視近赤外線同時カメラ HONIR における一露出型偏光観測モードの性能評価」(広島大学)
- [6] <http://hasc.hiroshima-u.ac.jp/instruments/honir/filters-e.html>
- [7] <http://hasc.hiroshima-u.ac.jp/instruments/honir/filters-e.html>
- [8] Lucas et al. 2004, MNRAS, 352, 1347
- [9] STScI data server
- [10] 高田紘司 2015 年度 卒業論文「前主系列星 AA Tau の可視近赤外偏光観測による星周構造の研究」(広島大学)
- [11] Schmidt, Elston, & Lupie 1992, AJ, 104, 1563
- [12] J.Kristian, N.Visvabathab & J.A.Westphal 1970, AJ, 475-483
- [13] Moran P., Shearer A., Mignani R. P., Slowikowska A., DeLuca A., Gouies C., Laurent P., 2013, MNRAS, 433, 2564
- [14] Ian S.McLean,C. Aspin & H. Reitsema 21 JULY 1983 , NATURE ,243
- [15] <https://fermi.gsfc.nasa.gov/#whatsfermi>
- [16] <https://fermi.gsfc.nasa.gov/science/eteu/about/>
- [17] <https://www-glast.stanford.edu/instrument.html>
- [18] <http://science.sciencemag.org/content/sci/343/6166/42.full.pdf>
- [19] https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/observations/types/grbs/lat_grbs/