2021 年度 修士論文

シミュレーションを用いた広がった天体に対する IXPE 衛星の X 線偏光観測実現性の評価

広島大学大学院理学研究科 物理科学科 高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

指導教員 水野 恒史

博士課程(前期課程)2年 学籍番号 M196343

山本 龍哉

2021年3月18日

ii

概要

偏光 X 線を観測、解析することで、様々な高エネルギー環境での物理現象を解明できると期待される。また特 に、広がった天体からの偏光 X 線解析は、広がった天体周りの磁場の幾何構造の解明と、それによる高エネルギー 宇宙線生成機構の解明にヒントが与えられると期待されている。しかし、広がった天体における X 線の偏光観測 は技術的な困難などから、70 年代の The Orbiting Solar Observator (OSO-8 衛星) による「かに星雲」の観測以降 有為な結果はない。OSO-8 はブラッグ散乱偏光計を搭載し、P.D.=19.2±1.0 %、P.A.=156.4±1.4 deg(Weisskopf et al. (1978))、またシンクロトロン放射であることを実証した。その後米国 NASA/MSFC (Marshall Space Flight Center) とイタリア宇宙機関 (ASI) によって高感度の X 線偏光計が開発され、NASA の SMEX ミッションとして アメリカ、イタリア、日本の国際協力で Imaging X-ray Polarimetry Explorer (IXPE) 計画が始動した。IXPE 衛星 は 2021 年 11 月以降に打ち上げが予定される、2~8 keV に感度を持つ世界初の軟 X 線偏光撮像衛星で、パルサー 風星雲や超新星残骸 (SNR) などの広がった天体に対して領域毎の詳細な解析が期待されている。

一般に広がった天体の X 線偏光を解析をする際、装置の応答や有限な角度分解能から解析は難しいと言われてい る。そこで、本研究では装置の応答が組み込まれた専用のシミュレーターで、広がった天体を想定した観測シミュ レーションと解析を行う。また、解析には IXPE 衛星の撮像能力を活かすためストークスパラメータ (ストークス Q、U)を用いる。これらは加算量であり、任意の範囲で Q、U を測定することで、広がった天体を空間分解して偏 光度、方位角を計算できる。本研究では点源を用いて装置の応答確認とストークスパラメータの有用性を検証した 後、IXPE 衛星の感度評価のため、過去の OSO-8、PoGO+ による「かに星雲」の観測結果に基づいて、X 線トー ラス (かに星雲の円環状構造)の内外で異なる偏光方位角を持つと仮定したモデルの観測シミュレーションと外側 に向かって円環部分に沿ったドーナツ状の領域で切り抜いて解析を行った。その際、パルス放射がある時間帯(約 40%)のデータを用いないことでパルサーの影響を取り除いた。その結果 10 ks の観測で図 1 の緑の点が得られ、 ようにパルサーなし(赤)に近づき、また外側に向かうにつれて方位角が大きくなるという傾向を再現できた。さ らに、かに星雲よりも暗く、偏光観測が難しいと予想される SNR に対して Q、U 解析を適用し、また無偏光な熱 的放射成分と偏光している非熱的放射成分の切り分けのためスペクトル解析を行い、ツールの検証及び SNR に対 する IXPE の感度評価も行った。



図1 偏光方位角の領域ごとの変遷。赤:パルサーなし。青:パルサーあり。緑:フェイズカットあり

目次

第1章	序論	1
1.1	高エネルギー天体と X 線偏光観測	1
1.2	本研究の目的	1
第2章	X 線偏光	3
2.1	ストークスパラメータと偏光	3
2.2	高エネルギー天体からの X 線放射のメカニズム	5
2.3	X 線偏光観測の物理プロセス	7
2.4	モジュレーションファクター	9
2.5	最小偏光検出感度	9
2.6	過去の X 線偏光観測	10
第3章	IXPE 衛星計画	11
3.1	Imaging X-ray Polarimetry Explorer	11
3.2	観測シミュレーションソフトウェア IXPEOBSSIM	12
3.3	ストークスパラメータのイベント毎の評価....................................	14
3.4	IXPE のカテゴリー別観測ターゲット	17
第4章	点源を用いた装置の応答とストークスパラメータを用いた解析の検証	20
4.1	角度分解能およびモジュレーションファクター	20
4.2	ストークスパラメータによる解析の検証	21
第5章	広がった天体の観測シミュレーションとその出力の解析	25
5.1	かに星雲の観測シミュレーションと解析	25
5.2	Cassiopeia A の観測シミュレーションと解析	31
第6章	まとめと今後	42
6.1	かに星雲	42
6.2	Cassiopeia A	42
謝辞		43
引用文献		44



1	偏光方位角の領域ごとの変遷	i
2.1	楕円偏光の様子・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・	3
2.2	シンクロトロン放射の模式図	5
2.3	シンクロトロン放射のスペクトル分布....................................	6
2.4	コンプトン散乱の概略図	7
2.5	光電子の放出角度分布....................................	8
2.6	モジュレーションファクター	9
2.7	OSO-8 衛星のスケッチ (Weisskopf (2018))	10
2.8	グラファイト結晶パネル (Weisskopf (2018))	10
3.1	IXPE 衛星の概略図	12
3.2	SRG 衛星の X 線望遠鏡	12
3.3	焦点面ガス検出器 (GPD)	13
3.4	シミュレーターの内部構造	13
3.5	HeaSoft の fv で見た 3 keV の点状 X 線源の各属性	13
3.6	QU 平面と偏光度、方位角の関係	16
3.7	天体の座標表示と Q、U の関係	16
3.8	IXPE の観測対象天体の大まかな分類	17
3.9	X 線で見たかに星雲	18
3.10	代表的な SNR	18
4.1	視野中心での (RA, DEC)=(0, 0) を中心とした 2 keV の点源の入射角に対する角度応答。縦軸イベ	
	ント数、横軸半径 $R = \sqrt{(RA)^2 + (DEC)^2}$ (deg) のヒストグラム	21
4.2	図 4.1 の横軸を秒角(arcsec)にし、10 秒角ずつ積分表示したもの	21
4.3	観測シミュレーションで得られたエネルギー毎のモジュレーションファクター。縦軸モジュレー	
	ションファクター (%)、横軸エネルギー(keV)	21
4.4	IXPE で期待されるモジュレーションファクター (Weisskopf (2018))	21
4.5	2 keV 点源のコンフィグレーションファイルの一部	22
4.6	偏光度 25 %、方位角 0 deg を持つ 2 keV 点源のイベントごとのストークス Q の二次元ヒストグラム	23
4.7	偏光度 25 %、方位角 0 deg を持つ 2 keV 点源のイベントごとのストークス U の二次元ヒストグラム	23
4.8	1×1 ビンでの Q マップと誤差マップ	23
4.9	1×1 ビンでの U マップと誤差マップ	23
4.10	偏光度 25 %、方位角 45 deg のストークス Q マップ	24
4.11	偏光度 25 %、方位角 45 deg のストークス U マップ	24

図目次

4.12	偏光度 25 %、方位角 90 deg のストークス Q マップ	24
4.13	偏光度 25 %、方位角 90 deg のストークス U マップ	24
5.1	IXPEORSSIM 内の Chandra によるかに見雪の輝度分布	26
5.2	TATEODSSIMPIO Chaldra によるかに生会の輝度力中 ····································	20 26
5.2	 X 線で細測したかに星雲に大きかな領域で信光方位角の違いを投影 	20
5.5	A 線で観測したかに生気に入るかな限域で備九万世内の建いを投影・ 計算に上ろ値を入ちかに星重の入力モデル	27
5.5	前昇による値を八んがに生去の八方でケル・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・	27
5.6	BOI の描述図	20
5.7	(C) の使気因	29
5.8	福光友の領域とこの支進 · · · · · · · · · · · · · · · · · · ·	30
5.0	MINTAR に基づいたかに昆雪のとり田宇的たるカエデル	30
5.10	トカ田宇的たチデルでの偏光度の解析結果	31
5.10	b) 現実的なモデルでの偏光方位角の解析結果	31
5.12	ds9 $ au$ δ $ au$	32
5.12	IXPEORSSIM 内に宝装されている Cas A の入力偏光モデル	32
5.14	IXPEORSSIM に実装されている非動的 合計のスペクトル	33
5.15	283-4 00 keV で偏光度に比例1 た有音度のマップ	34
5.16	42-60 keV で偏光度に比例した有意度のマップ	34
5.17	2 83-4 00 keV での偏光度マップ	34
5.18	2.83-4.00 keV での偏光度調差マップ	34
5 19	42-60 keV での偏光度マップ	35
5.20	42-60 keV での偏光度調差マップ	35
5.20	2 83-4 00 keV での方位角マップ	35
5.22	2.83-4.00 keV での方位角調差マップ	35
5.23	4.2-6.0 keV での方位角マップ	36
5.24	42-60 keV での方位角調差マップ	36
5.25	xpbin で作成した Intensity を表す CHANNEL と RATE(ERR)の fits ファイル	36
5.26		38
5.27	入力偏光モデル上で見た解析領域	38
5.28	XSPEC で見た Cas A のスペクトル	39
5.29	作成した 2 本のスペクトル	40
5.30	モデルに対してのズレの割合	40
5.31	バックグラウンド成分の抽出領域	41

iv

表目次

3.1	各属性	14
5.1	X 線トーラスの外側、内側の入力した値	28
5.2	X 線トーラスの外側内側の入力偏光度、方位角	28
5.3	各領域と偏光度、方位角・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・	39
5.4	BG 差し引きによる出力結果の変化....................................	40

第1章

序論

1.1 高エネルギー天体と X 線偏光観測

X 線天文学は、可視光の 10³~10⁵ 倍程度以上の高いエネルギーを持つ X 線で宇宙を観測する学問であり、高速 回転する中性子星であるパルサー、ブラックホール候補天体、銀河の中心にある極めて明るい超巨大ブラックホー ルと考えられている活動銀河核など、極限状態にある天体が作る高エネルギー現象を明らかにしてきた。

偏光は天体の磁場や幾何学的構造の非一様さによって作られ、天体から発せられる X 線は、全て程度は違えど偏 光していると考えられる。従って X 線の偏光観測は、中性子星の超強磁場の形状、ブラックホール近傍での降着円 盤や時空の構造、超強磁場での QED 効果の検証、そして特に、広がった天体周りの磁場の幾何学的構造を解明で きると期待されている。また、X 線での偏光観測は、粒子が加速される現場の観測ができると考えられ、高エネル ギー粒子の生成機構の解明にアプローチできると期待されている。しかし、十分な光子統計が必要なことや、感度 の良い X 線偏光検出器を作成するのが技術的に困難であったことから、X 線の偏光観測は可視光などに比べて大き く遅れをとっている。

1970 年代にブラッグ散乱タイプの偏光計を搭載した OSO-8 衛星が打ち上げられ、いくつかの天体に対して X 線 偏光観測を行ったが、明るくて大きな偏光度を示すかに星雲のみしか有為な結果 (PD=19.2±1.0%、PA=156.4±1.4 deg(Weisskopf et al. (1978))) を得られなかった。その後、1993 年に NASA の MSFC が光電効果を利用したガス イメージング偏光計の原理を確立させ、さらに 2001 年に ASI が最新のマイクロピクセル検出器の技術を組み合わ せたことで、より高感度の X 線偏光計が完成した。

この光電吸収型の X 線偏光検出器を搭載した Imaging X-ray Polarimetry Explorer (IXPE 衛星) は MSFC と ASI を中心に、我々日本のチームも参加して進めている計画で、2021 年度後半に打ち上げを予定している。日本か らは、理化学研究所から焦点面ガス検出器内のガス電子増幅フォイル、名古屋大学から X 線望遠鏡のサーマルシー ルドが提供され、またシミュレーターを用いた観測天体、観測時間の検討や解析方法などサイエンスの面で貢献し ている。IXPE 衛星は軟 X 線である 2~8 keV が観測可能帯域で、光電効果を利用した X 線検出器を用いて偏光を 撮像して観測できる。その結果、ブラックホール候補天体、パルサー、マグネターなどの点源だけでなく、超新星残 骸 (SNR)、活動銀河核からのジェットなど、広がった天体にもイメージングを行いながら偏光を観測できるため、 天体の構造や放射メカニズム、または極限下での今までの予想とは異なる効果の発見など、高エネルギー天体の理 解を大きく進められると期待されている。

1.2 本研究の目的

IXPE プロジェクトの最終的な目標は、打ち上げに成功し、正しく動作させ、高エネルギー天体の偏光を観測、 解析し、磁場の向きや幾何学的構造を明らかにすることである。しかし、一般に広がった天体の解析は、装置の有 限な角度分解能からある領域内の光子は重なり合い、真の天体の物理パラメータを抽出することが難しい。偏光解 析となればなおさらである。そこで本研究では、IXPE 専用の観測シミュレーターで観測シミュレーションおよび データ解析を行い、ノウハウを貯めると共に、有限な角度分解により重なり合わされた取得データから正しい偏光 度、方位角を推測する手法を確立することと、IXPE 衛星の広がった天体に対する偏光観測実現性の評価をするこ とを目的としている。

まずはシミュレーターの使い方や装置の応答を理解する必要があり、本研究の前半部分として、点状 X 線を入射 させた際の装置の応答確認を行い、単純な形状での広がった天体モデルで解析を行った。後半以降は、かに星雲や Cassiopeia A という実際の広がった天体を想定した観測シミュレーションを行った。その出力データの解析では、 偏光を表すストークスパラメータ *I*、*Q*、*U* を用いたマップを作成し、そこから偏光度・方位角のマップを作成し た。また、偏光、無偏光成分の区別と、装置の偏光に対する応答(エネルギー依存)を正確に取り込むためのスペ クトル解析も行い、解析手法の確立と IXPE 衛星の空間分解能力の確認、及び解析ツールの検証を行なった。

第2章

X 線偏光

2.1 ストークスパラメータと偏光

電磁波は、電場と磁場の横波であり、電場と磁場は互いに直行し、ともに光(X線)の進行方向に垂直である。電 場ベクトルとX線の伝播ベクトルなす平面を振動面と呼ぶ。この振動面の分布が一様でないものを偏光した光(X 線)と呼ぶ。以下、文献(Rybicki and Lightman (1979a))に沿って偏光、特にストークスパラメータについて説明 する。



図 2.1 x,y 軸が元の x,y 軸から角度 χ だけ傾いている楕円偏光の様子 (Rybicki and Lightman (1979a))

図 2.1 は軸の一つが x 軸に対して角度 χ だけ傾いた楕円偏光における電場ベクトル \vec{E} の様子を表している。この \vec{E} は一般に、x 軸、y 軸方向の単位ベクトルをそれぞれ $\hat{\vec{x}}$ 、 $\hat{\vec{y}}$ 、電場ベクトルの成分をそれぞれ E_1 、 E_2 として、

$$\vec{E} = (\hat{\vec{x}} \mathbf{E}_1 + \hat{\vec{y}} \mathbf{E}_2) \mathbf{e}^{-i\omega t} \equiv \vec{E}_0 \mathbf{e}^{-i\omega t}$$
(2.1)

であり、 \vec{E}_0 の成分 E_1 、 E_2 は、実数 ε_1 、 ϕ_1 、 ε_2 、 ϕ_2 、を用いて、

$$E_1 = \varepsilon_1 \mathrm{e}^{\mathrm{i}\phi_1}, E_2 = \varepsilon_2 \mathrm{e}^{\mathrm{i}\phi_2} \tag{2.2}$$

と書ける。ここで、 ω は電磁場の角振動数であり、t は時刻を表す。 $ec{E_0}$ の実数部分の $\hat{ec{x}}, \hat{ec{y}}$ に沿った成分は、

$$E_{\rm x} = \varepsilon_1 \cos(\omega t - \phi_1), E_{\rm v} = \varepsilon_2 \cos(\omega t - \phi_2) \tag{2.3}$$

である。次に、x 軸に対する楕円偏光の傾き χ 、x' 軸、y' 軸方向の電場の大きさを $\varepsilon \cos \beta$ 、 $\varepsilon \sin \beta$ 成分を考える。

$$E'_{\rm x} = \varepsilon_0 \cos\beta \cos\omega t, E'_{\rm y} = -\varepsilon_0 \sin\beta \sin\omega t \tag{2.4}$$

となる。式 2.4 を x、y の座標系に戻すと、

$$E_{\rm x} = \varepsilon_0(\cos\beta\cos\chi\cos\omega t + \sin\beta\sin\chi\sin\omega t) \quad , E_{\rm y} = \varepsilon_0(\cos\beta\sin\chi\cos\omega t - \sin\beta\cos\chi\sin\omega t)$$
(2.5)
であり、式 2.3 を用いると、

$$\varepsilon_1 \cos \phi_1 = \varepsilon_0 \cos \beta \cos \chi \tag{2.6}$$

$$\varepsilon_1 \sin \phi_1 = \varepsilon_0 \sin \beta \sin \chi \tag{2.7}$$

$$\varepsilon_2 \cos \phi_2 = \varepsilon_0 \cos \beta \sin \chi \tag{2.8}$$

$$\varepsilon_2 \sin \phi_2 = -\varepsilon_0 \sin \beta \cos \chi \tag{2.9}$$

となり、式 2.1 で導入した電場を記述する 4 つの量、 ε_1 、 ϕ_1 、 ε_2 、 ϕ_2 は ε_0 、 β 、 χ という 3 つの量で表せることが わかる。ここで、物理的意味が明確な量として、以下のストークスパラメータを導入する。

$$I \equiv \varepsilon_1^2 + \varepsilon_2^2 = \varepsilon_0^2 \tag{2.10}$$

$$Q \equiv \varepsilon_1^2 - \varepsilon_2^2 = \varepsilon_0^2 \cos 2\beta \cos 2\chi \tag{2.11}$$

$$U \equiv 2\varepsilon_1 \varepsilon_2 \cos(\phi_1 - \phi_2) = \varepsilon_0^2 \cos 2\beta \sin 2\chi \tag{2.12}$$

$$V \equiv 2\varepsilon_1 \varepsilon_2 \sin(\phi_1 - \phi_2) = \varepsilon_0^2 \sin 2\beta \tag{2.13}$$

式 2.10~式 2.13 より、3 つの独立な量 ε_0 、 β 、 χ は、

$$\varepsilon_0 = \sqrt{I} \tag{2.14}$$

$$\sin 2\beta = \frac{V}{I} \tag{2.15}$$

$$\tan 2\chi = \frac{U}{Q} \tag{2.16}$$

であり、 $I^2 = Q^2 + U^2 + V^2$ の関係があることがわかる。

*I*は正の値を取り、電磁波の強度に依存している。*V*は電場ベクトルの回転の仕方を表すパラメータであり、正の値で、電磁波の進行方向から見て右回り(時計回り)である。負の値を取る時は左回りの楕円偏光であることを 表す。また、*V*=0の時、直線偏光である。*Q、U*は x 軸に対する楕円の傾きを表す。直線偏光であれば、偏光ベ クトルの x 軸に対する傾きとなる。また、*Q*=*U*=0で円偏光を表す。文献 (Rybicki and Lightman (1979a))に あるように、ストークスパラメータは加算量であり、同一天体からの一つ一つの光子(または測定)毎に評価した値 を *I*_k、*Q*_k、*U*_k、*V*_kとすると全信号の値は、各々の和(*I*= $\sum I_k$ 、*Q*= $\sum Q_k$ 、*U*= $\sum U_k$ 、*V*= $\sum V_k$)となる。

以上は完全に偏光、すなわち 100 % 偏光している楕円偏光(またその特別な場合としての円偏光や直線偏光)の 場合であり、実際には無偏光な成分を持つ。つまり、*I* ≥ *I*_{pol} = $\sqrt{Q^2 + U^2 + V^2}$ となる。そこで偏光度 Π を全 強度と偏光部分の強度の比によって次式のように表す。

$$\Pi = \frac{I_{\text{pol}}}{I} = \frac{\sqrt{Q^2 + U^2 + V^2}}{I}$$
(2.17)

直線偏光の時、*V* = 0 となり偏光面に平行(x' 軸方向)に偏光フィルターを置いた時に最大強度が得られ、偏光面 に垂直(y' 軸方向)にした時に最小強度が得られる。無偏光成分の強度は x' 軸及び y' 軸方向に等しく分けられる ので、次の関係式が成り立つ。

$$I_{\rm max} = \frac{1}{2}I_{\rm unpol} + I_{\rm pol} \tag{2.18}$$

$$I_{\min} = \frac{1}{2} I_{\text{unpol}} \tag{2.19}$$

ここで、 $I_{
m unpol} = I - \sqrt{Q^2 + U^2}$ で、 $I_{
m pol} = \sqrt{Q^2 + U^2}$ である。ゆえに、式 2.17 から偏光度は

$$\Pi = \frac{I_{\max} - I_{\min}}{I_{\max} + I_{\min}}$$
(2.20)

となる。

本論文では直線偏光の場合を扱う。すると、Q、Uを用いて以下の様に偏光度 P.D. と方位角 θ が求まる。

$$P.D. = \sqrt{Q^2 + U^2}$$
(2.21)

$$\theta = \frac{1}{2}\arctan\frac{U}{Q} \tag{2.22}$$

実天体を想定した偏光解析ではイベント毎のストークスパラメータを推定し、エネルギーに対応したモジュレー ションファクター(2.4 章)で割ることで偏光情報を計算する。詳しい計算方法などは 3.3 章で述べる。

2.2 高エネルギー天体からの X 線放射のメカニズム

高エネルギー天体は、高温のプラズマや相対論的な高いエネルギーの粒子(宇宙線)を作り出し、プラズマ自身 が熱的放射をしたり、宇宙線が周りの磁場や物質と反応して X 線が生じたりする。以下に代表的な放射プロセスを 述べる。この節も文献 (Rybicki and Lightman (1979a)) に従い、cgs ガウス単位系を用いる。

2.2.1 シンクロトロン放射

シンクロトロン放射とは、相対論的なエネルギーを持つ荷電粒子(速度 \vec{v} , 電荷 q)が、磁場 \vec{B} によりローレン ツ力 $\left(\frac{q}{c}\vec{v}\right) \times \vec{B}$ を受けて螺旋運動をした際に生じる放射のことである。相対速度 β は光速 c を用いて $\beta \equiv v/c$ と書 け、この相対速度が真空中の光速に近い時、すなわちローレンツ因子 $\gamma \equiv \frac{1}{\sqrt{1-\beta^2}}$ が大きい時、ビーミング効果か ら運動方向に放射が集中し、磁場と垂直の方向に強い偏光を示す。図 2.2 において、磁場は裏から表に向かい、粒 子は円状に運動している。ビーミング効果により地点 1 から地点 2 の間でのみ観測者に放射が届く。この時のコー ンの開き角 $\Delta\theta$ の半値は $1/\gamma$ で表される。



図 2.2 シンクロトロン放射の模式図 (Rybicki and Lightman (1979b))

磁場 *B* 中の質量 m の荷電粒子の螺旋運動の角振動数は、 $\omega_B = \frac{qB}{\gamma mc}$ であり、この ω_B とピッチ角 α (電子の進行方向と磁場のなす角)を用いてシンクロトロン放射の臨界振動数は、 $\nu_c \equiv \frac{3}{4\pi} \gamma^3 \omega_B \sin \alpha$ 、また臨界角振動数は、 $\omega_c \equiv \frac{3}{2} \gamma^3 \omega_B \sin \alpha$ で定義される。放射スペクトルはこの臨界振動数でカットオフを持つ。詳しい計算によると図 2.3 のような、横軸 ν_c/ν 、縦軸放射強度で表されるスペクトルが得られ、ピークの位置は 0.29 ν_c である。



図 2.3 シンクロトロン放射のスペクトル分布 (Rybicki and Lightman (1979c))

実際の天体からのシンクロトロン放射は、高エネルギー電子の集団から放射されるため、電子のエネルギー分布 も考慮してスペクトルを求める必要がある。高エネルギー天体における相対電子のエネルギー分布は、しばしばエ ネルギー *E* の冪乗

$$N(E)dE = CE^{-p}dE \tag{2.23}$$

で表される。ここで N(E) はエネルギーが $E - \frac{1}{2}dE$ と $E + \frac{1}{2}dE$ との間にある電子数であり、p は冪指数、C は 定数である。このとき、この相対論的電子から放出されるシンクロトロン放射のエネルギーフラックス F_{ν} (単位時 間、単位面積、単位振動数あたりの、放射によるエネルギー)は、

$$F_{\nu} \propto \nu^{-\alpha} \tag{2.24}$$

で表される冪乗の分布で、αは、

$$\alpha = \frac{p-1}{2} \tag{2.25}$$

となる。粒子数フラックスの場合は、 $F_{\nu} \propto \nu^{-\alpha'}$ として α' は、

$$\alpha' = \frac{p+1}{2} \tag{2.26}$$

で表せる。

また、シンクロトロン放射の偏光度 II の最大値は式 2.23 の電子のエネルギーの冪指数 p を用いて、

$$\Pi = \frac{p+1}{p+\frac{7}{3}} \tag{2.27}$$

で表される。p の値は一般に 2~3 程度で、Π ~ 75 % と高い偏光度を取りうることが分かる。また、磁場の向きに 垂直に直線偏光することから、偏光度・方位角からそれぞれ磁場の整列度・磁場の向きといった幾何学的構造が分 かるとされる。従って、パルサーやパルサー星雲、超新星残骸(SNRs)、活動銀河核(AGN)ジェット周辺の磁場 の幾何構造から磁場に囚われた粒子の加速機構の解明が期待される。

2.2.2 コンプトン散乱

コンプトン散乱とは、入射 X 線と物質中の電子との間で起こる相互作用であり、高エネルギー天体ではブラック ホール周りの降着円盤による散乱成分などとして観測される。図 2.4 において、左側から入射したエネルギー hν の X 線が、角度 φ、エネルギー E で電子を弾き飛ばし、角度 θ、エネルギー hν' で散乱されている。コンプトン散 乱の確率は電子の数に依存するため、原子番号とともに増加する。また、散乱 X 線と反跳電子のエネルギーは、運 動保存則、エネルギー保存則から以下のように求められる。

$$h\nu' = \frac{h\nu}{1 + \frac{h\nu}{m_e c^2 (1 - \cos \theta)}}$$
(2.28)

$$E = h\nu - h\nu' = h\nu \frac{\frac{h\nu}{m_e c^2(1 - \cos\theta)}}{1 + \frac{h\nu}{m_e c^2}(1 - \cos\theta)}$$
(2.29)

$$\frac{1}{\tan\phi} = (1 + \frac{h\nu}{m_e c^2}) \tan\frac{\theta}{2}$$
(2.30)

また、コンプトン散乱由来の偏光は散乱面の法線と散乱後の光子の進行方向のなす面に垂直な偏光となる。偏光 方位角から散乱体の形状や見込み角を制限できるため、ブラックホール連星の降着円盤の幾何学的構造を制限する ことが期待される。



図 2.4 コンプトン散乱の概略図

2.3 X線偏光観測の物理プロセス

この節では、過去の X 線偏光観測衛星に搭載された検出器内で用いられていた代表的な X 線偏光観測の物理プロセスについて述べる。

2.3.1 ブラッグ反射

ブラッグ反射とは、結晶による散乱において光路差が波長の整数倍の時に光が強められる現象である。結晶面の 間隔 *d*、光子の結晶への入射角 θ、光子の波長 λ、整数 *n* を用いて、

$$2d\sin\theta = n\lambda\tag{2.31}$$

のように表される時光が強められる。また文献 (Novick et al. (1981)) より、ブラッグクリスタルの結晶面の角度が 45 度の時、反射光の角度依存性は

$$\Delta\theta \propto (1 - P\cos 2\phi) \tag{2.32}$$

のように表せる。ここで *P* は入射 X 線の偏光度、φ は偏光ベクトルに対する散乱方向の方位角であり、入射 X 線 がつくる面に対して垂直な面内にある。このブラッグ反射を用いた偏光計は OSO-8 衛星に搭載され、かに星雲か らの X 線偏光を検出した。

2.3.2 光電効果

光電効果とは、入射光子が吸収物質の原子核に束縛されている電子に衝突し、光電子を放出させて入射光子自体 は消滅する相互作用である。内殻電子を放出する確率が高く、多くの場合 K 殻電子が放出される。エネルギー hν の光子によって発生する光電子のエネルギー E は、電子の結合エネルギーを W として、E = hv – W で表され

7

る。光電効果の反応断面積は、 $\sigma_{\rm T}$ をトムソン散乱の反応断面積とし、Zを原子番号、 m_e を電子の質量、cを光速、 $m_e c^2$ を電子の静止質量エネルギー(511 keV)とすると、

$$\sigma_{\rm ph} \approx \sigma_{\rm T} 4 \sqrt{2} (\frac{1}{137})^4 Z^5 (\frac{m_e c^2}{h\nu})^{\frac{7}{2}}$$
(2.33)

で表され、原子番号が大きいほど、また入射光子のエネルギーが小さいほど光電効果が起きやすい。

また、光電子の速度を v、光速との比を $\beta = \frac{v}{c}$ とする。入射光子の進行方向と光電子の射出方向のなす角を θ とし、入射光子の電場ベクトルと光電子の放出方向のなす角を ϕ とすると、散乱角度の断面積は、

$$\frac{\mathrm{d}\sigma}{\mathrm{d}\Omega} \propto \frac{\sin^2\theta\cos^2\phi}{(1-\beta\cos\theta)^4} \tag{2.34}$$

という関係で表される。cos² ϕ が光電子の射出方向の方位角依存性を表し、図 2.5 の薄緑色のハッチ状の領域はこの断面積を模式的に表したものであり、光電子は入射光子の電場ベクトル方向に放出されやすい。式 2.34 と図 2.5 から、光電子の射出方向を測ることができれば、入射 X 線の偏光方向を測定できることが分かる。



図 2.5 光電子の放出角度分布

2.3.3 コンプトン散乱

コンプトン散乱とは 2.2.2 で述べたように入射 X 線が電子と衝突することで散乱する現象である。X 線の散乱角 を θ、電場ベクトルに対する散乱方位角を φ とすると、角度分布は一様ではなくその分布は、

$$\frac{\mathrm{d}\sigma_{\mathrm{c}}}{\mathrm{d}\Omega} = \frac{1}{2} \mathrm{r_e}^2 \left(\frac{h\nu'}{h\nu}\right)^2 \left(\frac{h\nu}{h\nu'} + \frac{h\nu'}{h\nu} - 2\sin^2\theta\cos^2\phi\right)$$
(2.35)

のような、Klein-Nishina の式(Lei et al. (1997))と呼ばれる式で表される。この式からわかるように、散乱 X 線の偏光ベクトルに対して垂直方向に散乱が起きやすく、この性質を用いて偏光を測ることができる。

PoGO+ は硬 X 線偏光観測気球実験で、20-160 keV が観測エネルギー帯域で、コンプトン散乱偏光計を用いて いた。かに星雲の観測結果は、偏光度が 20.9±5.0 %、偏光方位角は 131.3±6.8 deg (Chauvin et al. (2017))で あった。

2.4 モジュレーションファクター

モジュレーションファクターとは偏光検出能力を表す量である。検出器の応答により、100 % に直線偏光した X 線を入射しても理想的な異方性を測定できるわけではない。例えば光電効果では式 2.34 にあるように、真の射出方 向は偏光ベクトルの方向が最大で、それと垂直な方向は0であるが、実際の検出器では射出方向を推測しており、 垂直方向にも有限な出力が得られてしまう。

図 2.6 は測定した射出方向の角度の分布で、モジュレーションカーブと呼ばれる。既知の値としての、装置のモ ジュレーションファクター µ₁₀₀ は、100 % 偏光を入射させた際の振幅が最大値となる応答の最大強度 N_{max} と振 幅が最小となる最小強度 N_{min} から以下のように定義される。

$$\mu_{100} = \frac{N_{\rm max} - N_{\rm min}}{N_{\rm max} + N_{\rm min}} \tag{2.36}$$

天体からの偏光を観測し、得られたモジュレーションファクターを μ と定義すると、観測天体の偏光度 P.D.(%) は、

P.D. =
$$\frac{\mu}{\mu_{100}} \times 100$$
 (2.37)

で求めることができる。



図 2.6 3.7 keV の点状 X 線に対するモジュレーションカーブで、横軸:radian、縦軸:光子数で、振幅の最大 値が N_{max}、最小値が N_{min}(Weisskopf (2018))

2.5 最小偏光検出感度

最小偏光検出感度 (MinimumDetectedPolarization : MDP) とは、検出器がどれだけ小さい偏光を検出可能かを 表すものであり、

$$MDP_{99}(\%) = [4.29 \times \frac{100}{\mu_{100}}] \times [\frac{1}{R_{S}t} \times \frac{R_{S} + R_{B}}{R_{S}}]^{\frac{1}{2}}$$
(2.38)

で表される (Weisskopf (2018))。t は観測時間を表し、R_S は天体のカウントレートで、R_B はバックグラウンドの カウントレートである。MDP₉₉ は統計的に、99 % の信頼度で無偏光と区別できる最小の偏光度を表している。

装置の性能を比較するために観測天体のフラックス、観測時間を観測対象天体の典型的な値で同じとした、 MDP₉₉を以下のように定義する。

$$MDP_{99}^{*} = MDP_{99} / \sqrt{\left[\frac{F_{2-8}}{10^{-11} \text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}}\right] \left[\frac{\Delta t}{10 \text{days}}\right]}$$
(2.39)

IXPE では $MDP_{99}^* \le 5\%$ が求められており、文献 (Weisskopf (2016)) によると $MDP_{99}^* = 4.4\%$ である。

2.6 過去の X 線偏光観測

1970 年代に打ち上げられた OSO-8 衛星はブラッグ散乱タイプの偏光計を搭載しており、90 % 近い高いモジュ レーションファクターを持っていた一方で、2.6 keV、5.2 keV という特定のエネルギーにしか感度を持たず、また イメージング能力もなかった。そのため、有意な結果が得られたのは明るくて大きな偏光度を示す「かに星雲」の みであった。また、X 線は波長が短いために波動性よりも粒子性が顕著に現れる。そのため偏光計製作が技術的に も困難であり、OSO-8 衛星以降、10 keV 以下の X 線偏光の有意な観測はない。

図 2.7 は OSO-8 衛星のスケッチ図で、図 2.8 のグラファイト結晶パネルで光路差の整数倍で強めあった光を観測 していた。OSO-8 衛星による観測と解析から、かに星雲の X 線放射についてはシンクロトロン放射であることを 明らかにし、2.6 keV で偏光度 19.2±1.0 %、偏光方位角は 156.4±1.4 deg が得られた (Weisskopf et al. (1978))。



図 2.7 OSO-8 衛星のスケッチ (Weisskopf (2018))



図 2.8 グラファイト結晶パネル (Weisskopf (2018))

OSO-8 はかに星雲全体を積分して観測していたと考えられる一方、PoGO+ は硬 X 線帯域に感度を持つ。2.2.1 章より X 線のエネルギーは電子のエネルギーの二乗に比例することから、比較的エネルギーの高い電子によるシン クロトロン放射からの X 線を観測したと考えられる。そしてすなわち、X 線トーラスの比較的内側からの放射を観 測していたことが示唆される。

第3章

IXPE 衛星計画

この章では、2021 年後半に打ち上げが予定されており、X 線偏光観測の強力な手段として期待される、Imaging X-ray Polarimetry Explorer (IXPE 衛星) について紹介する。

3.1 Imaging X-ray Polarimetry Explorer

3.1.1 IXPE 衛星の概要

IXPE 衛星計画は、OSO-8 衛星でかに星雲の偏光を観測した NASA/MSFC の Martin C. Weisskopf 博士を PI とし、50 名程度のメンバーによって実施されるプロジェクトである。NASA の SMEX ミッションとして 2017 年 1 月に採択され、アメリカ、イタリア、日本の国際協力で進められている。

1993 年に NASA/MSFC によりガスイメージング偏光計の原理が確立され、イタリアの ASI の最新のマイクロ ピクセル検出器の技術を組み合わせたことでより高感度の X 線偏光計が 2001 年に完成した。

IXPE 衛星は、NASA/MSFC で開発された X 線望遠鏡 3 台と、ASI で開発されたガスイメージング偏光計 3 台 を組み合わせた X 線偏光観測衛星として計画された世界初の軟 X 線偏光撮像型観測衛星である。その概略図が図 3.1 であり、全長 5.2 m、焦点距離は 4 m である。日本チームからは、理化学研究所から焦点面検出器内のガス電子 増幅フォイル (GEM)、名古屋大学から X 線望遠鏡のサーマルシールドといったハードウェアが提供されている。 また、専用の観測シミュレーションソフトウェアを用いて、観測時間の決定や、観測方法の研究など、サイエンス の面でも貢献している。

IXPE 衛星は、観測できるエネルギー帯は 2-8 keV で、X 線の偏光情報、エネルギー、タイミング、イメージの 全ての情報を得られることが最大の特徴となっている。望遠鏡の視野は 12.9 '×12.9' で、ブラックホールなどの 点源はもちろん、超新星残骸などの空間的に広がった X 線源に対しても十分な大きさを持つ。

3.1.2 X線望遠鏡

IXPE 衛星の X 線望遠鏡は 1990 年代の初期に MSFC が開発、改良したニッケル、コバルトでできたフルシェル の Wolter-1 というミラーである。3 つのミラーと 1 つの予備ミラーがあり、合計 96 のミラーシェルからなる。視 野は 12.9 '×12.9 ' で、有効面積は 2.3 keV で 230 cm² である。図 3.2 はロシア主導の Spectrum-Rentgen-Gamma (SRG) 衛星に搭載された望遠鏡である。IXPE 衛星にもこれに似た形状の望遠鏡が搭載される。

また、望遠鏡を太陽子による熱入力から守るサーマルシールドと呼ばれるハードウェアは日本の名古屋大学から 提供されている。



図 3.1 IXPE 衛星の概略図 (Weisskopf et al. (2016))



図 3.2 SRG 衛星の X 線望遠鏡 (Weisskopf et al. (2016))

3.1.3 焦点面ガス検出器

IXPE 衛星に搭載される検出器は、イタリアのチームが開発した、光電効果を利用した焦点面ガス検出器 (Gas Pixel Detectors: GPD) である。偏光 X 線と衝突した際、K 殻から放出される光電子は章 2.3.3 で述べたように、 cos² の異方性を持つことから検出器内での光電子の射出方向が予測できる。その後、各光電子は周囲のガスと相互 作用し、最終的に停止するまで散乱される。

図 3.3 は模式的にガス検出器を表したもので、入射 X 線は薄い窓を透過し、検出器内のガスと反応を起こす。この時、光電子の跡の長さがなるべく長く、かつ幅が小さくなるように原子番号 Z が小さいガスが封入されている。その後、ガス電子増幅器(Gas Electron Multiplier (GEM))まで光電子跡は漂う。この GEM は日本の理化学研究所が提供しているハードウェアで、電場でガス電子を増幅させ電子雲とすることでノイズと分離しやすくなり、読み出し可能となる。

3.2 観測シミュレーションソフトウェア IXPEOBSSIM

IXPEOBSSIM とは、IXPE チームが開発している IXPE 衛星による観測と、その結果の解析を行える専用の ソフトウェアである。動作させるために Python3.7 が必要で、またその他のライブラリも必要であることから anaconda3 というオープンソースを事前にインストールすることが推奨されている。図 3.4 は IXPEOBSSIM の



図 3.3 焦点面ガス検出器 (GPD)(?)

内部構造を模式的に表したもので、左上の「Source model」で観測予想天体の偏光情報を含む物理パラメータを 設定する。左下の「Response functions」では予想される検出器応答が組み込まれており、それを考慮しながら 「xpobssim」で観測シミュレーションを行う。結果は矢印先の「Photon list」に反映され、天文学で標準となってい る FITS 形式で出力される。これは HeaSoft という X 線天文学の標準的な解析フレームワークで図 3.5 のように中 身を確認できる。また、「xpselect」、「xptimetophase」、「xpbin」というコマンドを用いることで、それぞれ、「測 定された光子の属性(天球上の位置やエネルギーなど)を用いてイベント選別を行う」、「パルサーなどの時間依存 性がある場合、位相に応じたカウントを表示できるファイルを作成する」、「ビンまとめを行い、また個々の光子の 属性以外の観測で得られる物理パラメータを求める(例えば、モジュレーションファクターなど)」ことができる。 xpbin の出力(Output)は必要に応じて「XSPEC」などの解析ツールで解析を行う。



図 3.4 シミュレーターの内部構造 (IXPEOBSSIM-Manual (2020))



図 3.5 HeaSoft の fv で見た 3 keV の点状 X 線源の各属性

図 3.5 の各属性の対応(の一部)を以下の表 3.1 に示す。

公 3.1 谷禹注					
TRG-ID	観測した光子の順番				
TIME	観測時間				
PHA, PI	波高分析器のチャンネル、エネルギーに比例するよう補正したチャンネル				
ENERGY	エネルギー				
DETX, Y	検出器座標での光子の位置				
RA, DEC	光子の赤経、赤緯				
Χ, Υ	天球座標での光子の位置				
DETPHI, PHI	検出器座標、天球座標上における電子の放出方向				
PHE-U, Q	偏光情報 (ストークスパラメータ)				

主 21 友民姓

3.3 ストークスパラメータのイベント毎の評価

3.3.1 モジュレーションカーブとストークスパラメータ Q、U

IXPE の撮像データの解析には、イベント毎のストークスパラメータを測定することで偏光解析を行う。2.1 章で 述べたようにストークスパラメータは加算量であるため、撮像型の検出器では天球上でビンまとめができ大きな利 点となる。一方、X線では偏光由来の異方性(光電子の射出方向など)の頻度分布、つまりモジュレーションカー ブを用いた解析が行われてきた。これは偏光度、方位角の関係が明確で直感的という利点がある。以下、両者の関 係を述べる。モジュレーションカーブは観測天体の偏光度(*p*0)、方位角(*φ*0)として、

$$f(\theta) = N[1 + p_0 \mu \cos 2(\theta - \phi_0)]$$
(3.1)

と表せ、µ は装置のモジュレーションファクターである。またこれをストークスパラメータ Q、U で表すと

$$f(\theta) = N[1 + Q\cos 2\theta + U\sin 2\theta]$$
(3.2)

となる。

3.3.2 計算方法

文献 (Kislat et al. (2015)) に従って、イベント毎のストークスパラメータから天体の偏光度、方位角とその誤差 を求める方法を述べる。イベント毎のストークスパラメータを、θ_k(x 軸と検出器中の光電子の射出方向の間の角 度)を用いて以下のように定義する。

$$i_k = 1$$
 (3.3)

$$q_k = 2\cos 2\theta_k \tag{3.4}$$

$$u_{k} = 2\sin 2\theta_{k} \tag{3.5}$$

ここで、一般的なイベント毎のストークスパラメータを q、u とすると、式 3.1 または式 3.2 から、 $f(\theta)$ を積分した 結果は 1/2 倍の係数が q、u に生じてしまう。それに対処するため IXPEOBSSIM ではあらかじめ 2 倍された q、u が出力される。全イベントのストークスパラメータは

$$I = \sum_{k=1}^{N} i_k = N \tag{3.6}$$

$$Q = \sum_{k=1}^{N} q_k \tag{3.7}$$

$$U = \sum_{k=1}^{N} u_k \tag{3.8}$$

のようになる。ここで、規格化されたストークスパラメータ

$$\hat{Q} = \frac{Q}{I} \tag{3.9}$$

$$\hat{U} = \frac{U}{I} \tag{3.10}$$

を用いると、偏光度、方位角はそれぞれ、

$$p_{\rm r} = \frac{1}{\mu} \sqrt{\hat{Q}^2 + \hat{U}^2} \tag{3.11}$$

$$\theta = \frac{1}{2} \tan^{-1} \frac{\hat{U}}{\hat{Q}} \tag{3.12}$$

この時、μはモジュレーションファクターを表し、エネルギー帯域毎に依存する値である。

また誤差は、文献 (Vink and Zhou (2018)) に従って以下の様に計算できる。ポアソン統計から、*Q*、*U*の分散 はそれぞれ、

$$\operatorname{Var}(Q) \equiv 4 \sum_{k=1}^{N} \cos^2 2\theta_k \tag{3.13}$$

$$\operatorname{Var}(U) \equiv 4\sum_{k=1}^{N} \sin^2 2\theta_k \tag{3.14}$$

で与えられ、各ピクセルの Q、Uの誤差は(標準偏差)、 $\Delta Q \equiv \sqrt{\operatorname{Var}(Q)}, \Delta U \equiv \sqrt{\operatorname{Var}(U)}$ となる。

次に、規格化されたストークスパラメータで考える。式 3.4、式 3.5 にあるように、係数 2 がかかっているため、 モジュレーションカーブの分布関数から \hat{Q} 、 \hat{U} の期待値は

$$\langle \hat{Q} \rangle = \int_{0}^{2\pi} 2\cos 2\theta f(\theta) \mathrm{d}\theta = \mu p_0 \mathrm{cos}(2\theta)$$
 (3.15)

$$\langle \hat{U} \rangle = \int_0^{2\pi} 2\sin 2\theta f(\theta) \mathrm{d}\theta = \mu p_0 \mathrm{sin}(2\theta)$$
 (3.16)

となり、分散は、

$$< \operatorname{Var}(\hat{Q}) > = < (Q - <\hat{Q}>)^2 > = 2 - \mu^2 p_0^2 \cos^2 2\theta_0$$
 (3.17)

$$< \operatorname{Var}(\hat{U}) > = < (U - <\hat{U}>)^2 > = 2 - \mu^2 p_0^2 \sin^2 2\theta_0$$
 (3.18)

と表せる。従って、

$$\Delta \hat{Q} = \sqrt{\mathcal{V}(\hat{Q})} = \sqrt{\frac{1}{N}(2 - \mu^2 p_0^2 \cos^2 2\theta_0)}$$
(3.19)

$$\Delta \hat{U} = \sqrt{\mathcal{V}(\hat{U})} = \sqrt{\frac{1}{N} (2 - \mu^2 p_0^2 \sin^2 2\theta_0)}$$
(3.20)

となる。式 3.11 より、 $\mathbf{P} \equiv \sqrt{\hat{\mathbf{Q}}^2 + \hat{\mathbf{U}}^2} (= \mu \mathbf{p}_{\mathrm{r}})$ と定義して誤差伝播を考えると、

$$P^{2}(\Delta P)^{2} = \hat{Q}^{2}(\Delta \hat{Q})^{2} + \hat{U}^{2}(\Delta \hat{U})^{2}$$
(3.21)

と表せる。また、式 3.19 と式 3.20 から、 $\mu p_0 << 1$ において、 $\Delta \hat{Q} = \Delta \hat{U}$ となる。これを σ とおくと、

$$(\Delta P)^2 = \sigma^2 \tag{3.22}$$

すなわち、 $\Delta P = \sigma$ である。従って、偏光度の誤差は $\Delta p_{\rm r} = \frac{1}{\mu}\sigma = \frac{1}{\mu}\Delta \hat{Q}$ (または $\frac{1}{\mu}\Delta \hat{U}$) である。 偏光方位角の誤差は、偏光度の誤差が小さい場合、

$$\Delta \theta = \frac{1}{2} \times \frac{\Delta P}{P} \times \frac{180}{\pi} \tag{3.23}$$

で表される。

3.3.3 QU 平面と偏光度、方位角

以上は計算によるストークスパラメータ(及び偏光度、方位角)の評価であった。この節では QU 平面と天球座 標上での考え方について述べる。図 3.6 のような QU 平面上へ、求めた Q、U をプロットすると、式 2.21、式 2.22 から分かるように、原点からの距離が偏光度、Q 軸からの角度が方位角の 2 倍を表す。

図 3.7 は方位角の基準を北にした場合の天球面上の北、東の軸と Q、U の関係を示したものである。赤い矢印が 正の Q、U、水色の矢印が負の Q、U を表す。また矢印は逆の方向を指すこともできる。Q の値が正なら図の y 軸 上の正の位置、負なら x 軸上の負の位置に点を打ち、U も同様に点を打ってベクトルを合成すれば天球上での偏光 ベクトルの向きと大きさを表す矢印が得られる。



図 3.7 天体の座標表示と Q、Uの関係

3.3.4 従来の手法に比べたメリット

X線における従来の手法は領域を指定してし図 2.6 のようなモジュレーションカーブを作り、三角関数で偏光度、 方位角を計算していた。しかし偏光度が小さい場合、偏光度は負の値を取らないということから正方向にバイアス がかかるという欠点と、偏光度、方位角は加算量ではないので、領域毎に区切った解析は難しいという欠点がある。 これに対してストークスパラメータは、負の値を取ることができるため偏光度が小さい天体に対しても正確に測定 できる。また、加算的であることから任意の範囲で測定し、平均を取ることで場所毎に空間分解して解析が可能と なる。これらのことから、比較的暗く、偏光度が小さいと考えられる超新星残骸などの広がった天体に対しても正 確に領域毎の偏光の議論ができ、磁場の幾何学的構造の推測を行える。

3.4 IXPE のカテゴリー別観測ターゲット

高い感度を持つ撮像型偏光観測衛星である IXPE は、広がった天体を含む幅広い種類(パルサー風星雲、超新星 残骸(SNR)、活動銀河核(AGN)ジェット)の天体をターゲットとしており、2 年間で数十天体を観測予定であ る。図 3.8 は観測を検討している天体の観測時間(day)、フラックス(10⁻¹¹erg/s/cm²)の分布である。右側に行 くほど明るい天体を表す。IXPE は主に 5 日から 10 日ほどの観測時間で、フラックスが 1~10 × 10⁻¹¹erg/s/cm² の天体を観測ターゲットとしている。また、明るい天体に対しては短い(~1 日)時間で偏光の議論が可能である。 IXPE で観測予定の天体は可視光、電波などで詳細な偏光観測がなされているが、例えばシンクロトロン放射の場 合、観測する X 線のエネルギーは電子のエネルギーの二乗に比例することから、可視光などに比べてエネルギーの 高い X 線で観測することで電子が加速される現場の観測ができると期待される。以下代表的な天体(種族)につい てやや詳しく述べる。



図 3.8 IXPE の観測対象天体の大まかな分類。縦軸が時間 (day)、横軸がフラックス (10⁻¹¹erg/cm²/s) (Weisskopf (2017))

3.4.1 かに星雲・かにパルサー

1054 年に爆発した超新星で作られたパルサーが「かにパルサー」、それにより作られたパルサー風星雲が「かに 星雲 (図 3.9)」である。近年では硬 X 線、ガンマ線領域での偏光が検出されている(Chauvin et al. (2017)、Moran et al. (2015)など)が、パルサー風星雲を空間分解した偏光観測は行われておらず、パルサーの位相ごとの偏光観測 も複数のミッションで相容れない結果が報告されている。IXPE 衛星の角度分解能は星雲よりも十分小さい事から、 場所ごとに空間分解した偏光度、方位角を得ることが期待される。そこから、場所ごとの磁場の向きや整列度が解 析でき、パルサー風星雲での粒子の加速機構の解明が期待されている。

またパルサーは位相毎に偏光度が大きく変動すると考えられ、X 線パルスの放射機構の特定に期待されていると

同時に、パルサーからのイベントを除去することで、星雲自体の偏光情報を正確に得ることができる。

図 3.9 X 線で見たかに星雲 (Seward (2006))

3.4.2 超新星残骸

超新星爆発の爆風で衝撃波が生じ、周りのガスを加熱する。こうしてできた高温のガス球が超新星爆発残骸 (図 3.10)である。また衝撃波は粒子の加速も行うため、SNR は前述のかに星雲より暗く観測が難しいが、宇宙線 の主要な加速源と考えられており重要である。衝撃波が起きている若いシェル型 SNR では、衝撃波面となる外層 領域でシンクロトロン放射が起きていると考えられる。そのために宇宙線の加速が起きていると予想されている。 また、衝撃波面に沿った同心円状の磁場構造や、衝撃波面に対して垂直な放射状の磁場構造が考えられており、X 線で見ることで衝撃波面の磁場構造を観測できると期待され、以上の構造の区別や、場所毎に混ざり合ったような 状況を観測できると考えられている。



図 3.10 代表的な SNR(左から、Cassiopeia A、Tycho の超新星、SN1006)(Vink and Zhou (2018))

3.4.3 活動銀河核ジェット

銀河の中心には巨大ブラックホールがあるとされ、強力な電磁波を放出し活動銀河核 (AGN) と呼ばれる。AGN はしばしば物質の噴流 (ジェット)を伴う。このジェットは空間的に広がった構造を持つため、明るいものに対して は空間分解して偏光観測が可能である。このことにより、ジェットに沿った偏光情報を解析することで、ジェット に沿った磁場の向きや整列度の変化を測定でき、粒子の加速機構の解明だけでなく、ジェットの生成機構の解明に ヒントを与えることも期待される。

第4章

点源を用いた装置の応答とストークスパラ メータを用いた解析の検証

この章では、まず点源を用いた装置の応答確認の一環として、角度分解能およびモジュレーションファクターの 検証について述べる。入力ファイルのコンフィグレーションやシミュレーション方法、エネルギー分解能、有効面 積の検証については卒業論文 (山本龍哉 (2018)) を参照。

また、ストークスパラメータを用いて解析をするにあたり、ノウハウを貯めることや、有用性の検証を行う必要 があり、装置の応答確認と同様に点源を用いたシミュレーションの出力で検証した。

シミュレーションは

xpobssim -configfile filename.py -duration time(sec)

というコマンドで行う。filename.py は IXPEOBSSIM 内に実装されていて、また任意で書き換えることもできる。 time は観測時間を表す。

解析はまず、出力 Fits ファイルの中身(イベントデータ)を図 3.5 のように fv を用いて表示させ、テキストファ イルとして保存する。次いで解析に用いる属性を抽出した上で、Cern によって開発されているデータ解析環境およ びライブラリ群である「ROOT」を用いて様々なプロットを作成したり演算を行ったりした。

4.1 角度分解能およびモジュレーションファクター

広がった天体を観測する際、位置分解能を評価する量としてよく用いられるのが、Half Power Diameter (HPD) である。これは天球座標空間での天体の位置を中心に円を描き、全イベントの半分を含むような円の直径のことで ある。ここでは 2 keV の点源を用いて HPD の検証を行った。

1000 秒観測シミュレーションを行い、得られた視野中心での半径(deg)とイベント数のヒストグラムを図 4.1 に示す。これをさらに積分表示したものが図 4.2 で、縦軸がイベント数、横軸が半径(秒角)のプロットである。イ ベント数の最大値の半分となる半径が約 13 秒角であることから、HPD は約 26 秒角と求まる。文献値は HPD≤25 秒角 (Weisskopf (2018)) であり、概ね近い値が装置の応答として組み込まれていることを確認できた。

次に装置の偏光観測の能力を確認するため、偏光度 100%、方位角 0 deg の 2~8 keV の点源を 1000 秒間観測シ ミュレーションした。表 3.1 にある DETPHI のヒストグラム(モジュレーションカーブ)を 3 角関数でフィッティ ングし、モジュレーションファクター μ を式 2.36 から求めた。得られた μ のエネルギー依存性を図 4.3 にまとめ る。一方、実際の装置の性能(文献値)は図 4.4 となっており、両者を比べると文献値と同様に高いエネルギーで μ が大きな値をとり、絶対値も概ね再現できた。



図 4.1 視野中心での (RA, DEC)=(0, 0) を中心とした 2 keV の点源の入射角に対する角度応答。縦軸イベント 数、横軸半径 $R = \sqrt{(RA)^2 + (DEC)^2}$ (deg) のヒスト グラム



図 4.3 観測シミュレーションで得られたエネルギー毎 のモジュレーションファクター。縦軸モジュレーション ファクター(%)、横軸エネルギー(keV)



図 4.2 図 4.1 の横軸を秒角(arcsec)にし、10 秒角ず つ積分表示したもの



図 4.4 IXPE で期待されるモジュレーションファク ター (Weisskopf (2018))

4.2 ストークスパラメータによる解析の検証

図 4.5 のように、座標(RA, DEC)=(45, 45)、(偏光度、方位角)=(25 %、0 deg)の点源で、観測時間 1000 秒としてシミュレーションを行い、ストークスパラメータを用いた解析を行った。

ROOT で縦軸 DEC、横軸 RA の 2 次元ヒストグラム(ストークス Q マップ、U マップ)を作成する。この際、 各ピクセル内のイベント毎の q、u(シミュレータの出力は表 3.1 の PHE_Q、PHE_U)の値を足し合わせ(式 3.7、 式 3.8)、その値をイベント数で割る(式 3.9、式 3.10)ことで Q マップ、U マップが得られる。誤差は式 3.13、 式 3.14 からストークス Q、U の分散を求め、イベント数で割って平方根をとることで求められる。

図 4.6 の左図は偏光度 25 %、方位角 0 deg の 2 keV の点源のストークス Q マップで、右図は誤差のマップである。同様に、図 4.7 はストークス U と誤差のマップである。どれもビンまとめは 25×25 である。また Q マップ、 Qerr マップより、中心ほど Q/Qerr から求まる有為度が高く、1.5 分まで 3 σ 以上で偏光が検出できる。

また、ストークスパラメータが加算量であるという利点を活かして重み付き平均をとることで、図 4.8 や図 4.9 の

ように 1×1 のビンサイズに変更して全体のストークス Q、U の値を測定できる。値はそれぞれ $Q = 0.039 \pm 0.001$ 、 $U = 0.000 \pm 0.001$ であった。モジュレーションファクターは 0.158 であることから式 3.11 と式 3.12 から偏光度 と方位角を求めると、偏光度は約 24.7±0.6 %、方位角は 0±0.7 deg であった。これは入力した値と誤差の範囲で同 じであり、イベントごとのストークスパラメータから Q マップ、U マップを作り(またはピクセルサイズを調整し て)偏光度、方位角の測定ができることを確認できた。この検証作業を通し、広がった天体に対して領域で区切っ て偏光検出の有為度、Q、U(および偏光度、方位角)の値と誤差を評価する準備が整った。

```
__model__ = file_path_to_model_name(__file__)
E0 = 1.0
ra, dec = 45., 45.
pl_norm = 10.
pl index = 2.
##spec = power_law(pl_norm, pl_index)
#pol deg = constant(1.0)
#pol_ang = constant(numpy.radians(0.))
pol deg = constant(.25)
pol_ang = constant(numpy.radians(0.))
def parse_spectral_data(file_name, emin=1., emax=10.):
    """Parse the input data for the spectral components.
    The input format is a simple ascii file with two columns:
     * energy [keV]
    * flux [counts / s / cm2 /keV]
    file_path = os.path.join(IXPEOBSSIM_CONFIG_ASCII, file_name)
    logger.info('Reading data from %s...' % file_path)
energy, flux = numpy.loadtxt(file_path, unpack=True)
mask = (energy >= emin) * (energy <= emax)</pre>
    energy = energy[mask]
flux = flux[mask]
    return xInterpolatedUnivariateSplineLinear(energy, flux, **fmt)
data_spline = parse_spectral_data('2keV.txt')
def spec(E, t):
    return data_spline(E)
src = xPointSource('Point source', ra, dec, spec, pol_deg, pol_ang)
ROI_MODEL = xR0IModel(ra, dec, src)
def display(emin=1., emax=12.):
      ""Display the source model.
    .....
```

図 4.5 2 keV 点源のコンフィグレーションファイルの一部。中心座標(RA, DEC)=(45, 45)にあり、偏光度 25 %、偏光方位角 0 deg を持つとしている。

次に、方位角を 0 deg から 45 deg、90 deg と変えた時のストークス Q、U マップを図 4.10 から図 4.13 に示す (誤差はどのマップも同じようであったため省略している)。図 3.7 と併せて考えると、方位角が 0 deg の時、Q は 正で U はほぼ 0 となるべきであるが、図 4.6、図 4.7 より確かに、全体的に Q が正で U はほぼ 0 になっている。 次に方位角が 45 deg の時、図 3.7 から Q はほぼ 0 で U は正となると予想され、実際図 4.10、図 4.11 より Q はほ ぼ 0 で U は全体的に正になっている。最後に方位角が 90 deg の時、図 3.7 から Q は負で U はほぼ 0 となると予 想され、確かに図 4.12、図 4.13 より Q は全体的に負で U は 0 になっている。以上から、点源を用いて様々な偏光 方位角に対する Q、U の値を再現できた。



図 4.6 偏光度 25 %、方位角 0 deg の 2 keV 点源のストークス Q マップ(左)と、エラーマップ(右)。縦軸は DEC、横軸は RA。



図 4.7 偏光度 25 %、方位角 0 deg の 2 keV 点源のストークス U マップ(左)と、エラーマップ(右)。縦軸は DEC、横軸は RA。



図 4.8 1×1 ビンでの Q マップと誤差マップ



図 4.9 1×1 ビンでの U マップと誤差マップ



図 4.10 偏光度 25 %、方位角 45 deg のストークス Q マップ 図 4.11 偏光度 25 %、方位角 45 deg のストークス U マップ



図 4.12 偏光度 25 %、方位角 90 deg のストークス Q マップ 図 4.13 偏光度 25 %、方位角 90 deg のストークス U マップ

第5章

広がった天体の観測シミュレーションとその 出力の解析

この章では、広がった天体(パルサー風星雲、超新星残骸)を想定した観測シミュレーションとその出力の解析 について述べる。

5.1 かに星雲の観測シミュレーションと解析

「かに星雲」は 1054 年に超新星爆発を起こした超新星残骸・パルサー風星雲である。地球からの距離が比較的近 く、代表的な X 線ガンマ線天体である。また、中心にある中性子星である「かにパルサー」からのパルサー風の影 響が強く、電波からガンマ線にいたる広いエネルギー帯域でシンクロトロン放射が起きている。

IXPEOBSSIM にはサンプルとして Chandra による「かに星雲」の撮像データ(図 5.1)を輝度分布とし、スペクトルは過去の観測結果を踏まえパワーローを仮定したコードが与えられている。図 5.2 は IXPE で 10 ksec 観測した時のかに星雲のイベントマップで、ビンサイズは 128×128(ピクセルサイズは約 5 秒角)である。サンプルファイルに実装されているかに星雲は偏光度、方位角が全体で一定の値 (P.D., P.A.)=(15.7 (%), 162.2 (deg)) が入力されているが、あくまで「例」であり、偏光の空間分布が重要な研究対象である。IXPE は撮像型であることから、過去の観測に基づいて領域毎に異なる偏光情報を持つモデルを作成し観測シミュレーションを行い、撮像データから切り分けて解析することで IXPE の観測実現性を検討した。

5.1.1 過去の偏光観測に基づいた入力偏光モデル

2.6 節で述べたように、OSO-8 と PoGO+ は「かに星雲」全体の偏光観測を行い、観測された偏光方位角がやや 異なっていた。OSO-8 は軟 X 線、PoGO+ は硬 X 線帯域であったことから、OSO-8 は軟 X 線で見える星雲全体 (図 5.1)を見た一方、PoGO+ は比較的エネルギーの高いパルサー周辺からの放射を選択的に観測したと示唆され る。そこで、偏光度はお互いに約 19 %、方位角は図 5.3 のように、X 線トーラスの外側が 160 deg (OSO-8)、内 側が 124 deg (X 線トーラスの、北の軸からの傾き (PoGO+))を想定した、2 値化した入力ファイルを作成して観 測シミュレーションを行った。その撮像データから IXPE の撮像能力を活かして空間分解してストークス Q、U 測 定を行い、パルサーから外側に向かって空間分解して偏光情報を計算する。以上の手法で IXPE 衛星の「偏光撮像 能力」の検証を行う。

入力変更マップは偏光ベクトルの x 軸成分、y 軸成分の 2 枚のマップである。図 3.7 にあるように、x 軸は西、y 軸は北向きであるので、y/x が 2.48 の時 124 deg、y/x が-0.836 の時 160 deg の方位角となる。偏光度が 19 % と なるように絶対値を調整し、入力モデルとした(表 5.1、表 5.2)。入力偏光マップは図 5.4 である。シミュレーショ



図 5.1 IXPEOBSSIM 内の Chandra によるかに星雲の輝度分布



図 5.2 10 ksec でのかに星雲のイベントマップ。縦軸 DEC、横軸 RA

ンは点源と同じように「xpobssim」を用い、観測時間は 10 ksec で、望遠鏡 3 台の観測(シミュレーション)デー タを足し合わせて解析を行った。

5.1.2 パルサーのフェイズカット

IXPEOBSSIM 内に実装されている「かにパルサー」のシミュレーションモデルは過去の観測に基づき、X 線ス ペクトルはフェイズに対応した Normalization と Index によるパワーロースペクトルで与えられ(Weisskopf et al. (2011))、偏光度、方位角は過去の可視光での観測に基づいてフェイズに対応した値(Slowikowska et al. (2009)) が入力されている。パルサーからの影響を取り除くために、3.2 節で述べた「xptimetophase」というコマンドを用 いてフェイズカットを行う。



図 5.3 X線で観測したかに星雲に、過去の観測に基づく方位角のモデルを大まかな領域で投影したもの。inner は黄色い領域で outer は赤い領域



図 5.4 計算による値を入れたかに星雲の入力偏光モデル。左が偏光ベクトルの x 成分、右が y 成分

xptimetophase crab_pulsar_du*.fits - -configfile crab_pulsar.py

fits ファイルはシミュレーション出力のファイルで、python ファイルはシミュレーションに用いた、IXPEOBSSIM 内のファイルである。これにより、出力に phase(既知のパルス周期)という属性を追加できる。そのヒストグラ ムを図 5.5 に示す。PHASE が 0 (1) および 0.4 付近のピークでパルサーからの影響が大きいことがわかる。そこ で全 PHASE の約 40 % にあたる、カウントが 4000 以上のフェイズに対応するイベント(図 5.5 における PHASE が、0.012 以下、及び 0.375 から 0.404、及び 0.960 以上)を切り捨てることにした。これにより、パルサーの影 響を大きく受けているイベントを取り除くことができる。また、比較のためパルサーをシミュレーションに入れな かった場合、フェイズカットを適用しなかった場合、カウントが 4000 以上のフェイズに対応したイベントを取り 除いた(フェイズカットを施した)場合の 3 つのパターンでそれぞれ解析を行った。

表 5.1 X 線トーラスの外側、内			側、内	表 5.2 X 線トーラスの外側内側			
側の入力した値				の入力偏光度、方位角			
	領域	値			領域	値	
	$\mathbf{x}_{\mathrm{inner}}$	0.071			$\mathrm{PD}_{\mathrm{inner}}$	19 %	
	yinner	0.176			$\mathrm{PA}_{\mathrm{inner}}$	124 deg	
	$\mathbf{x}_{\mathrm{outer}}$	0.146			$\mathrm{PD}_{\mathrm{outer}}$	19 %	
	Youter	-0.122			$\mathrm{PA}_\mathrm{outer}$	160 deg	



図 5.5 fv で見たカニパルサーのヒストグラム。縦軸カウント数、横軸フェイズ

5.1.3 Region of Interest (ROI) の設定

パルサーを中心として X 線トーラスに沿った楕円の形で範囲を指定して Q、U 測定から偏光度、方位角の計算を 行う。X 線トーラスの幾何学的パラメータは傾きが約 38 deg、長軸が約 1.9 分角、短軸が約 0.7 分角である。これ らの値を用いて、図 5.6 の黒い領域のような ROI を設定した。X 線トーラスの形状に基づき、半分のサイズの楕 円、1/2~1 倍のサイズのドーナツ形状、1~3/2 倍のサイズのドーナツ形状、その外側の 4 つの解析領域(ROI)と なっている。

式 3.9、式 3.10 から任意のピクセルでの Q、U を測定し、各領域での平均の Q、U から式 3.11、式 3.12 を用い て領域毎の偏光度、方位角を計算する。

5.1.4 結果とまとめ

イベント数が最も多い、2.00-2.83 keV を観測エネルギー帯域とした結果を図 5.7、図 5.8 にまとめる。それぞれ、 パルサーなし(赤)、phase-cut を施さなかった場合(青)、phase-cut を施した場合(緑)である。赤のプロットに 緑のプロットが近づけば phase-cut が有効であると判断できる。青のプロットは、パルサーからの影響が強く、特



図 5.6 ROI の模式図。黒い領域が解析領域でパルサーを中心とし、X 線トーラスに沿うような楕円とドーナツ 形状である。サイズは左から X 線トーラスの 1/2 倍、1/2~1 倍のドーナツ形状、1~3/2 倍のドーナツ形状、そ の外側、となっている

に領域0で方位角の異なる光子が混ざり合うことで偏光度が小さくなる傾向にある。偏光度の全体の傾向として、 異なる方位角を持つ光子が混ざり合うことで小さくなり、特に内側と外側が混ざり合う領域3で顕著に現れている。 一方、phase-cutを施すことで偏光度はパルサーなしの結果と矛盾ない値まで回復している。

方位角も青のプロットではパルサーからの影響を受け、特に領域3で影響が大きい。一方、赤と緑はほぼ一致し、 phase-cut により理想的な値まで回復させることができた。全体としても外側ほど方位角が大きくなる傾向を示し、 10 ks の観測で領域毎に分けた偏光解析が可能と分かった。ただし、外側領域(ROI:4)では統計誤差の影響も否定 できないが phase-cut の有無に関わらず、偏光度、方位角共にばらつきが見られる。今後精査が求められる。



図 5.7 偏光度の領域ごとの変遷。赤:パルサーをシミュレーションに含めなかった場合、青:パルサーヘフェ イズカットを適用しなかった場合、緑:カウントが 4000 以下のフェイズに対応するイベントのみ採用した場合。

5.1.5 より現実的なモデル作成とその解析

次に 論文(Madsen et al. (2015))に基づいて図 5.9 のようなモデルを作成した。PoGO+の測定偏光方位角が 124 deg の領域は長軸が 30 "、短軸が 12 "で、その外側に 140 deg の方位角を持つ領域を長軸が 40 "で短軸が 20 "



図 5.8 偏光方位角の領域ごとの変遷。赤:パルサーからのイベントを全て取り除いた場合、青:フェイズカットを適用しなかった場合、緑:カウントが 4000 以下のフェイズに対応するイベントのみ採用した場合。

とした。そして OSO-8 から得られた 156 deg はそれより外側の領域の値としている。



図 5.9 NuSTAR に基づいたかに星雲のより現実的な入力モデル

結果を図 5.10 と図 5.11 に示す。30 ks で観測シミュレーションを行い、こちらも同様にパルス放射が強い時間帯(全体の約 50 %)に phase-cut を施した。

偏光度はやはり異なる方位角を持つ光子が混ざり合うことで入力の 19 % より小さくなった。より現実的なモデ

ルでも IXPE は方位角の傾向を概ね再現できるが、高エネルギーな領域はかなり小さ伊ことが予想され、誤差の範囲で3つの点が全て一致していることからより精査が求められる。



図 5.10 より現実的なモデルでの偏光度の解析結果。同様に赤:パルサーからのイベントを全て取り除いた場 合、青:フェイズカット無し、緑:フェイズカットあり。]



図 5.11 より現実的なモデルでの偏光方位角の解析結果。同様に赤:パルサーからのイベントを全て取り除いた場合、青:フェイズカット無し、緑:フェイズカットあり。

5.2 Cassiopeia A の観測シミュレーションと解析

続いてより暗く、偏光観測が難しいと予想される超新星残骸に対してストークスパラメータを用いた撮像偏光解 析を適用する。天体としては代表的な超新星残骸である Cassiopeia A(Cas A)を選んだ。超新星残骸は、偏光し ている非熱的放射成分と無偏光な熱的放射成分があるため、スペクトル解析を行うことでそれらの放射を分離して 偏光解析を行う。

5.2.1 過去の観測に基づいた入力偏光モデル

Cas A は比較的若い超新星残骸で、電波で偏光観測が行われ、放射状の磁場を持ち、明るい外側のシェルで偏光 度は約5%ほど(Anderson et al. (1995))であった。電波では低エネルギー、高エネルギー電子のどちらも足し込 んで観測していると考えられる。一方X線は偏光観測は行われていないが、対応する電子の寿命が短く衝撃波近傍 の磁場構造が見えると期待され、電波と異なる偏光を示す可能性もある。例えば、文献(Bykov et al. (2020))に よると、粒子加速に必要な乱流状の磁場の形成過程には複数のモデルがあり、モデルによって同心円状の磁場、放 射状の磁場、また放射状と同心円状の磁場が混在するなどの可能性がある。また文献(Vink and Zhou (2018))に よると、図 5.12の外層のリング状領域において 4.0-6.0 keV でX線偏光が強く、15%程の偏光度が期待される。

以上のことから、電波とは異なる偏光として同心円状の磁場(放射状の方位角)を持つモデルを仮定し、観測シ ミュレーションと解析を行うこととした。これは Bykov et al. (2020)での磁場圧縮シナリオに対応している。シ ミュレーションでは図 5.13 の IXPEOBSSIM のサンプルファイルを用い、傾向を見るため、偏光度は大き目に外 層で最大約 50 % とした。

またスペクトルは過去の Chandra に基づくものが実装されており、そのまま用いた。図 5.14 のように 1~4 keV で輝線が多く、8 keV 以降は輝線はないような熱的放射成分と、パワーローで表される非熱的放射成分を持つ。また 4.2-6.0 keV で輝線がなく、非熱的放射成分が優位であるとみなせる。

本論文では Q、U マップ解析から全体の傾向を捉え、さらにスペクトル解析から非熱的放射成分の偏光情報を場所毎に評価し、必要な観測時間を見積もることを目的としている。そこで 5.2.2 ではイベント数が最も大きいエネルギー帯 (2.8-4.0 keV) と、非熱的放射成分が優位な 4.2-6.0 keV での有意度、偏光度、方位角マップを作成し、傾向を確認した。5.2.3 ではスペクトル解析を行い、4.2-6.0 keV での場所毎の偏光情報を評価し観測時間の見積もりを行った。加えて 5.2.4 では全エネルギー帯で偏光している非熱的放射成分の解析が可能か検証した。



図 5.12 ds9 で見た Chandra で撮影された Cas A の 4.0-6.0 keV 帯域。外層のリング状の領域で偏光が比較的 大きいと考えられている



図 5.13 IXPEOBSSIM 内に実装されている Cas A の入力偏光モデル。左が偏光ベクトルの x 成分、右が y 成分



図 5.14 IXPEOBSSIM に実装されている非熱的、熱的放射合計のスペクトルと非熱的放射のスペクトル。縦 軸 Flux (counts/s/keV)、横軸 Energy (keV) である。

5.2.2 有意度マップと偏光度、方位角マップ

前節で述べたモデルを用い、350 ks の観測シミュレーションを行った。これは観測効率(地球による天体の遮蔽 や太陽角の制限に依存し、季節て異なる)に依存するが、およそ 1 週間の実観測に対応する。全体の偏光の傾向 を捉えるため、Cas A に対してストークス Q、U マップ解析を適用する。最もイベント数の大きい 2.83-4.00 keV と、非熱的放射成分優位な 4.2-6.0 keV の(偏光度)/(偏光度の誤差)の有意度マップを図 5.15 と図 5.16 に示す。 図 5.15 は 1 ビンの大きさが約 36 秒角で有意度が 2σ 以上のピクセルを表示している。図 5.16 は細かいビンまと めの場合、各ピクセルの光子数が少なくなり、ほとんどのピクセルで有意度が小さくなりすぎてしまうため、1 ビ ンの大きさ約 108 秒角とした。図からわかるように、ビンまとめを適宜変えることで SNR の多くの領域で偏光の 議論が可能であると分かった。

次に、偏光度、誤差マップを図 5.17 から図 5.19 に示す。有意度マップと同じ RA、DEC の領域を表示してある。 光子統計が良いエネルギー帯域、非熱的放射が優位なエネルギー帯域どちらも外側ほど偏光度が大きくなっている。 また偏光方位角、誤差マップは図 5.21 から図 5.23 で、概ね外向きの偏光方位角になっている。





図 5.15 2.83-4.00 keV で偏光度に比例した有意度のマップ



図 5.17 2.83-4.00 keV での偏光度マップ



図 5.16 4.2-6.0 keV で偏光度に比例した有意度のマップ



図 5.18 2.83-4.00 keV での偏光度誤差マップ

5.2.3 スペクトル解析による領域毎の偏光解析

続いて無偏光の熱的放射成分と、偏光している非熱的放射成分の切り分けのためスペクトル解析を XSPEC で行う。その下準備を以下で述べる。

シミュレータ出力である「Photon list」(図 3.4 参照)に対して、

xpbin -algorithm PHA1 (または PHA1Q、または PHA1U) output.fits

というコマンドを打つ。すると図 5.25 のようなカウントのスペクトル (phal ファイル)、または Q スペクトル (phalq)、または U スペクトル (phalu) の fits ファイルを作成できる。ただしこのファイルの状態ではカラムが



図 5.19 4.2-6.0 keV での偏光度マップ



図 5.21 2.83-4.00 keV での方位角マップ



図 5.20 4.2-6.0 keV での偏光度誤差マップ



図 5.22 2.83-4.00 keV での方位角誤差マップ

不十分なため

fparkey NONE output_pha1(q, u).fits BACKFILE

というコマンドを用いることで、XSPEC でデータとして読み込むことができる。また、Channel と Energy の対応 である rmf ファイル、有効面積を表す arf ファイルはそれぞれ IXPEOBSSIM 内に実装されているため、XSPEC でデータとして pha ファイルを読み込んだ際、自動で rmf ファイル、arf ファイルともに読み込まれる。

XPEC で偏光をフィットして解析する際、モデルには IXPEOBSSIM をインストールすることで使える「constpol」 を用いる。constpol は偏光に対する最もシンプルなモデルで、パラメータは一定の値の偏光度と方位角で、エネル ギー依存性は考慮されない。使い方は、まず IXPEOBSSIM 内にある「xspec」ディレクトリ内で以下のコマンド を順に打つ。 Cas A 方位角Map (4.2~6.0 keV)

90

60

30

0

-30

-60

-90

RA 351.1





350.8

350.7

350.6

351.0 350.9

図 5.24 4.2-6.0 keV での方位角誤差マップ

		RATE	STAT_ERR
Select J		E	E
A 11		counts/s	counts/s
Invert	Modify	Modify	Modify
1	0	1.441790E-01	6.502733E-04
2	1	3.221766E-01	9.720576E-04
3	2	3.961695E-01	1.077918E-03
4	3	4.749870E-01	1,180282E-03
5	4	5.505313E-01	1,270680E-03
6	5	6.206588E-01	1.349185E-03
7	6	6.861112E-01	1.418542E-03
8	7	7.423193E-01	1.475504E-03
9	8	7.913125E-01	1,523418E-03
10	9	8.200604E-01	1,550843E-03
11	10	8.427899E-01	1,572189E-03
12	11	8.496352E-01	1.578561E-03
13	12	8,508729E-01	1,579710E-03
14	13	8.431712E-01	1.572544E-03
15	14	8.293898E-01	1,559640E-03
16	15	8.083202E-01	1,539702E-03
17	16	7.868840E-01	1.519149E-03
18	17	7.616732E-01	1,494615E-03
19	18	7.352746E-01	1,468486E-03
20	19	7.056440E-01	1,438593E-03
21	20	6.734999E-01	1.405445E-03
22	21	6.460308E-01	1,376485E-03
23	22	6.140158E-01	1.341945E-03
24	23	5.786486E-01	1.302724E-03
25	24	5.439119E-01	1,263017E-03
26	25	5,139264E-01	1,227709E-03

図 5.25 xpbin で作成した Intensity を表す CHANNEL と RATE(ERR) の fits ファイル

initpackage ixpeobssim ixpeobssim_model.dat ./

hmake

./compile.py

以上の作業により、xspec ディレクトリ内に constpol などの偏光成分をフィットできるモデルの情報を持つファ イルが作成される。次に、xspec を起動させ、

XSPEC12> lmod ixpeobssim ./

と入力することで偏光成分をフィットできるモデルを扱えるようになる。

これらの準備の上で XSPEC を用いて領域毎の非熱的放射成分の偏光情報を解析する。非熱的放射が支配的な

4.2-6.0 keV で図 5.26 に示すように東西南北の内外の計 8 箇所、半径 30 秒角の領域で非熱的放射成分の偏光解析 を行い、偏光度、方位角の違いを区別可能かを定量的に確認することを目的とする。ここで図 5.27 は入力偏光モデ ルに解析範囲を反映させたものである。

出力 fits ファイルから特定のエネルギー帯のみ抽出するために、3.2 章で述べた「xpselect」を用いた。

xpselect output.fits - -emin 4.2 - -emax 6.0

と打つことで目的のエネルギー範囲に対応したイベントを選別できる。XSPEC での解析の手順は、

data output_pha1.fits data 2 output_pha1q.fits data 3 output_pha1u.fits

でI、Q、Uスペクトルを読み込み、

ignore 1-3: 0.-4.2 6.0-**

でスペクトルの 4.2-6.0 keV の範囲を指定する。

setplot ene setplot ylog on cpd /xs plot

と打つことで図 5.28 のような横軸エネルギー(keV)、縦軸フラックスの方対数グラフが得られる。フィットモデ ルは

constpol*power-law

のシングルパワーローを用いた。得られた解析結果を表 5.3 に示す。どの領域でも外側のほうが偏光度は大きくな る傾向にあり、また方位角も外向きの放射状となっている。従って 350 ks の観測で東西南北どの領域でも内外を区 別して偏光度を測定でき、東西南北で方位角の区別が可能であることが分かった。

なお、Q または U が負の場合は XSPEC で自動でベストフィットパラメータを探し出すことができない。そのため初期値を手動で合わせる必要があり、

1. 無偏光で I-スペクトルのベストフィットパラメータ(Photon Index、Norm)を求める

- 2. 偏光 X 線では、I-スペクトルの初期値を得られた値で固定し、偏光度、方位角の初期値を Q、U のスペクト ルの形状に合わせながら手動で入力する
- 3. 偏光度、方位角以外を固定してフィットする
- 4. 全ての固定を外してフリーパラメータとしてフィットする

以上の手順でフィットした。

5.2.4 全バンドでのスペクトル解析の検証

最後に全エネルギーバンドで非熱的放射を切り分けて偏光解析が可能か検証をする。実際の観測では SNR 以外 の放射も存在するため、熱的、非熱的放射に加え、バックグラウンド(BG)も考慮し、その差し引きも行った。 検証が目的であるので、簡単のため図 5.29 のように無偏光な熱的放射成分をソフトなパワーロー(Photon



図 5.26 輝度分布上で見た解析領域。東西南北の外側、内側の計8箇所を解析



図 5.27 入力偏光モデル上で見た解析領域。東西南北の外側、内側の計8箇所を解析

Index:4.5、Normalization: 10.5)、偏光している非熱的放射成分をハードなパワーロー(Photon Index:0.5、Normalization: 0.04)で近似し、Cas A 全体で一様偏光である状態を仮定した。Cas A の外側は偏光度 0 とした。入 カスペクトルモデルは(エネルギー、フラックス)の書式でテキストファイルとして与えることができる。 フィットモデルは

contpol*pow+constpol*pow 熱的放射成分の偏光+非熱的放射成分の偏光

で、熱的放射成分の偏光は0を初期値としてフィットした。なお、入力スペクトルモデルはIXPEOBSSIM中で内 挿しているが、エネルギーの刻みが荒いと精度が悪くなる。図 5.30 は刻み幅をかえた際の入力モデルとシミュレー



図 5.28 XSPEC で見た Cas A のスペクトル。黒:I、赤:Q、緑:U スペクトル

解析領域	入力偏光度(%)	出力偏光度(%)	入力方位角 (deg)	出力方位角(deg)
North Outer	44	24.3±8.4	0	-8.3±9.7
North Inner	22	$17.0{\pm}6.9$	0	1.7±11.5
East Outer	同上	34.6 ± 8.5	90	97.6±6.7
East Inner	同上	$17.8 {\pm} 6.4$	90	102.3 ± 10.4
South Outer	同上	55.7±18.5	0(180)	11.4 ± 8.8
South Inner	同上	$7.8{\pm}7.5$	0(180)	$-11.0{\pm}27.4$
West Outer	同上	39.1±6.9	-90	-103.4±5.2
West Inner	同上	$8.0{\pm}5.8$	-90	-101.8 ± 21.2

表 5.3 各領域と偏光度、方位角

タの出力の比を表していて、スペクトルの刻み幅が荒いと、黒いスペクトルのように低エネルギー側でモデルから 10 % ほどズレてしまう。そこで 1.0~15.0 keV まで 0.05 keV 刻みで入力モデルを与えることとした。赤はこの時 の出力/入力比で、十分な精度で内挿が行えていることがわかる。

解析は、BG を含んだスペクトルとして視野全体で積分した。その上で BG スペクトルを以下のコマンドを用いて図 5.31 の 4 隅の半径 1 分の円内から抽出した。

xpselect output.fits - -ra RA - -dec DEC - -rad Radius(arcmin) または xpselect output.fits - -regfile file.reg

BG の読み込みは XSPEC 内で、

backgrnd background_pha1.fits

で行う。

解析結果は表 5.4 に示す。BG を差し引かないと、全体で約 5-15 % ほど入力からずれていたが、BG を差し引く ことで概ね入力の傾向を再現でき、単純化したモデルで熱的放射成分が混ざる領域でも偏光解析ができることを確 認できた。しかし、高偏光度では誤差の範囲を超えて入力値とずれており、BG 抽出領域にどう依存するかや、BG スペクトルファイルの中身など精査が必要である。またより現実的なスペクトルを仮定して検証することも必要で ある。



図 5.29 作成した 2 本のスペクトル。それぞれ、赤が無偏光な熱的放射成分のスペクトル、青が偏光している 非熱的放射成分のスペクトルと仮定。縦軸 Flux (counts/s/keV)、横軸 Energy (keV)



図 5.30 モデルに対してのズレの割合。赤が 0.05 keV 刻み、黒が 0.5 keV 刻み

入力偏光度 (%)	BG 差し引きで得られた偏光度(%)	入力方位角 (deg)	BG 差し引きで得られた方位角(deg)
10	$10.6 {\pm} 0.9$	-45	-44.5±2.9
20	$18.9 {\pm} 0.9$	-45	-45.9 ± 1.3
30	29.2±1.1	-45	-45.0 ± 1.1
40	39.4±1.0	-45	-45.0 ± 0.6
50	49.1±1.0	-45	-45.3 ± 0.5
70	67.1±1.1	-45	-45.3 ± 0.5
90	86.5±1.2	-45	-45.0 ± 0.3

表 5.4 BG 差し引きによる出力結果の変化



図 5.31 バックグラウンド成分の抽出領域。Cas A を囲うような 4 隅から BG を抽出した

第6章

まとめと今後

6.1 かに星雲

「かに星雲」では、過去の OSO-8 (軟 X 線)、PoGO+(硬 X 線)による観測に基づいて 2 値化した入力偏光モデ ルを作成し望遠鏡 3 台で 10 ks の観測シミュレーションを行った。そして得られた撮像データから、IXPE 衛星の 撮像能力を活かしてパルサーを中心に、X 線トーラス部分の半分のサイズの楕円、1/2~1 倍のサイズのドーナツ形 状、1~3/2 倍のサイズのドーナツ形状、その外側の 4 つの領域のストークス Q、U 測定から偏光度、方位角を解析 した。かに星雲は中心の「かにパルサー」の影響が強いため、フェイズカットを施してパルサーの全フェイズの約 40 % にあたるイベントを切り捨てることで影響を取り除き、星雲部分の偏光情報を得ることができた。

また、NuSTAR の結果に基づいて、なだらかに偏光度が変化するようなより現実的なモデルを作成して 30 ks の 観測シミュレーションと解析を行った。こちらも同様に Pulsar からの光子に対して phase-cut を施した。また解析 領域は入力モデルに沿った大きさで切り取った。概ね偏光方位角の傾向は再現できたが、高エネルギーな領域では 入力よりも約 10 % ほど異なる値となっているため、今後より精査が求められる。

6.2 Cassiopeia A

超新星残骸「Cas A」の偏光解析では、350 ks の観測で Q、U 測定による偏光解析手法を適用して天体全体での 偏光の傾向を捉えることができた。また、超新星残骸では無偏光な熱的放射成分と偏光している非熱的放射成分を スペクトル解析から分離する必要がある。そこで、非熱的放射が支配的なエネルギー領域で領域毎のスペクトル解 析を行い、東西南北、外側内側の計 8 箇所で、外側ほど偏光度が大きくなること、放射状の偏光方位角を持つこと を確認できた。また全エネルギーバンドで非熱的放射成分の偏光解析が可能か検証のため、SNR 全体で一様な偏光 を持つとした単純化したモデルで解析を行った。BG を差し引くことで入力偏光度を概ね再現できることが確認で きた。

今後はより現実的な偏光分布モデルやスペクトルでの解析を行い、また BG スペクトルファイルの精査を行う。 そして最終的には Q、U マップ解析、スペクトル解析を Tycho、SN1006 といった他の SNR に適用する。

謝辞

指導教員の水野准教授には学部4年生時の卒業論文から大変お世話になりました。とても丁寧なご指導を本当に ありがとうございました。研究の方針のアドバイスや、論文の書き方、構成の仕方など教えていただき、本当にあ りがとうございました。また、深沢教授、ひろたか准教授にもアドバイスや議論の深みを出すための会話なども自 身の研究を進める上で大変なヒントとなりました。ありがとうございました。

研究室のメンバーとしては楊さんには日々の癒し(笑い)を提供してもらいました。インスタのストーリーにあ げた際には僕の友人達から大人気でした。

そして、大間々(ママ)にも感謝しています。人としての波長が合うためか、とても快適な時間を過ごすことが できました。先生方もイジりながら会話できたのは彼の存在が大きかったと思います。

引用文献

- [1] Anderson, M. C. et al. 1995 "The polarization and depolarization of radio emission from supernova remnant Cassiopeia A," *The Astrophysical Journal* **441**, 300-306.
- [2] Bykov, A. M. et al. 2020 "Uncovering Magnetic Turbulence in Young Supernova Remnants with Polarized X-ray Imaging," *Astrophysical*.
- [3] Chauvin, M. et al. 2017 "Shedding new light on the Crab with polarized X-rays," SCIENTIFIC REPORTS.
- [4] IXPEOBSSIM-Manual 2020「インストール後に作成したマニュアル」,, 第15巻, 1頁.
- [5] Kislat, F. et al. 2015 "Analyzing the Data from X-ray Polarimeters with Stokes Parameters," *In Space Telescopes and Instrumentation 201*.
- [6] Lei, F. et al. 1997 "Compton Polarimetry in Gamma-Ray Astronomy," Space Science Reviews, 324.
- [7] Madsen, K. K. et al. 2015 "BROADBAND X-RAY IMAGING AND SPECTROSCOPY OF THE CRAB NEBULA AND PULSAR WITH NUSTAR."
- [8] Moran, P. et al. 2015 "A recent change in the optical and γ -ray polarization of the Crab nebula and pulsar."
- [9] Novick, R. et al. 1981 "Stellar and Solar X-ray Polarimetry," Space Science Review, 400–401.
- [10] Rybicki, G. B. and Lightman, A. P. 1979a Radiative Processes in Astrophysics 375, 62–69.
- [11] 1979b Radiative Processes in Astrophysics 375, 170.
- [12] 1979c Radiative Processes in Astrophysics **375**, 179.
- [13] Seward, F. 2006 "Crab Nebula," URL: https://chandra.harvard.edu/photo/2008/crab/.
- [14] Slowikowska, A. et al. 2009 "Optical polarization of the Crab pulsar: precision measurements and comparison to the radio emission," *Astrophysical* **397**, 103-123.
- [15] Vink, J. and Zhou, P. 2018 "Particle aspects of X-ray imaging polarimetry of supernova remnants and other extended sources," *galaxies*.
- [16] Weisskopf, M. C. et al. 1978 "A precision measurement of the X-ray polarization of the Crab nebula without pulsar contamination," *Astrophys. J. Lett* **220**, 117.
- [17] 2011 "Chandra Phase-Resolved X-ray Spectroscopy of the Crab Pulsar 2," Astrophysical 743.
- [18] 2016 "The Imaging X-ray Polarimetry Explorer (IXPE)," Proc. of SPEI.
- [19] Weisskopf, M. C. 2016 "IXPE Imaging X-ray Polarimetry Explorer Volume 1," 95, 29.
- [20] _____ 2017 "IXPE seminar."
- [21] 2018 "An Overview of X-ray Polarimetry of Astronomical Sources," galaxies.
- [22] 山本龍哉 2018 「シミュレーションを用いた IXPE 衛星による広がった天体の X 線偏光解析手法の研究」,
 第 22-32 巻, 48 頁, URL:http://www-heaf.astro.hiroshima-u.ac.jp/thesis/ryuya2018.pdf.