

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

広島大学理学研究科物理科学専攻
高エネルギー宇宙・可視赤外線天文研究室

M145099

高田 紘司

指導教員：川端 弘治

主査：川端 弘治 副査：生天目 博文

日付:2016 年 2 月 16 日

概要

前主系列星は、核反応が始まる前の進化段階に当たる若い星である。T Tauri 型星は太陽程度の質量をもつ前主系列星である。T Tauri 型星の周りにはダストに富んだ 100AU スケールの星周円盤が存在し、円盤内縁の内側では、物質が T Tauri 型星本体の磁場に沿って一旦両極方向へ盛り上がった後に星表面に落ち込んでいると考えられている。このため円盤の内縁部の厚さは必ずしも一定では無いと考えられるが、このような構造は中心星から 1AU 程度という小さいスケールのものであり、現状の技術では空間的に分解して観測することは難しい。T Tauri 型星の中に、不規則な減光を示す AA Tau という星がある。AA Tau は、その円盤を赤道面方向から見ていることが知られており、星周円盤の内縁に近い部分に存在する物質の非一様性と円盤の公転によって、不規則な変光が生じると理解される。よって、AA Tau は T Tauri 型星の星周構造に関する貴重な観測的情報を与えてくれる星である。一方、偏光観測により、円盤による散乱光を捕えることができ、円盤の最内縁付近の物質分布の非等方性や散乱体の光学的特性を得ることができる。

本研究では、AA Tau に対して可視域から近赤外線域に亘る偏光観測を継続的に行うことで、T Tauri 型星の空間的に分解出来ないスケールの星周構造に関する情報を得ること、およびその光学特性から散乱体を同定することを目指して、観測的研究を行った。観測は、東広島天文台のかなた望遠鏡と可視赤外線同時カメラ HONIR を用いて行った。このような可視・近赤外線同時の AA Tau の偏光観測の試みは今回が初めてである。V バンド (中心波長 $0.55\mu\text{m}$) と Ks バンド ($2.16\mu\text{m}$) で観測した結果、AA Tau が減光したときに偏光度が上昇する傾向が見られた。この傾向は、先行研究による可視光での偏光観測 (Menard et al. 2003) の特徴と似ている。また、減光は短波長の方が顕著であった。近赤外線バンドで減光が少ないことは、減光を及ぼすダストのサイズが波長に比べて十分小さいため、波長の長い近赤外線に対しては減光効率が小さいとして理解される。V バンドから Ks バンドに掛けての各バンドの偏光を、QU 平面上で見ると、波長や時期によって偏光が変化しているが、最も波長の長い Ks バンドでは、どの時期でも偏光が一樣に原点付近に留まった。一方、波長が短くなるほど QU 平面上で左上の方向 (Q 軸と 130 度の角度をなす) に移動する傾向が見られた。さらに、2015 年前期の明るい時期の V バンド偏光の位置から、暗い時期の V バンド偏光の位置へ延びるベクトルも、同じく左上の方向に向いていて、ほぼ同じ向きを示した。これらは、AA Tau の星周円盤の最内縁部の中心軸が、天球面上の方位角 $60 - 70^\circ$ の向きにあり、円盤内の物質が中心星からやってくる光を散乱して偏光を生じていること、そして円盤が所々盛り上がっていて、その塊の部分が星の手前を横切る際に、星からの直接光 (すなわち無偏光な光) を隠すことで、相対的に円盤による偏光が際立つといった描像で解釈することができる。

目次

第 1 章 序論	6
1.1 星の誕生過程	6
1.1.1 分子雲	7
1.1.2 分子雲コア	7
1.1.3 原始星	8
1.1.4 前主系列星	9
1.1.5 主系列星	10
1.2 T Tauri 型星	10
1.2.1 古典的 T Tauri 型星 (CTTS)	11
1.2.2 弱輝線 T Tauri 型星 (WTTS)	12
1.3 不規則的減光を示す T Tauri 型星 AA Tau	13
1.4 偏光	15
1.4.1 偏光の定義	15
1.4.2 観測で得られるデータと偏光度の関係	16
1.4.3 T Tauri 型星で見られる偏光の特徴とその解釈について	18
1.5 研究の目的	18
第 2 章 観測	20
2.1 東広島天文台かなた望遠鏡	20
2.1.1 可視近赤外線同時カメラ HONIR	22
2.2 観測内容	26
第 3 章 データリダクション	31
3.1 取得データの種類	31
3.2 一次処理	31
3.3 偏光撮像データのリダクション	37
3.4 測光キャリブレーション	39
3.5 偏光撮像キャリブレーション	39
3.5.1 器械偏光	39
3.5.2 器械消偏光	40
3.5.3 偏光方位角のオフセット	40

第 4 章 結果と考察	42
4.1 等級、カラー、及び偏光度の時間変化	42
4.2 QU 平面で見た偏光ベクトルと星間偏光の見積もり	45
4.3 固有偏光のメカニズムと AA Tau の星周構造	50
第 5 章 まとめ	54

目 次

1.1	星の進化モデル	6
1.2	分子雲バーナード 68	7
1.3	原始星段階のエネルギースペクトル分布	9
1.4	エネルギースペクトル分布から判断する原始星のモデル	9
1.5	T Tauri 型星の 7540Å での偏光度と色超過の関係	11
1.6	CTTS(古典的 T Tauri 型星) のエネルギースペクトル分布	12
1.7	エネルギースペクトル分布から判断する CTTS(古典的 T Tauri 型星) のモデル	12
1.8	WTTS(弱輝線 T Tauri 型星) のエネルギースペクトル分布	12
1.9	エネルギースペクトル分布から判断する WTTS(弱輝線 T Tauri 型星) のモデル	12
1.10	1995 年に観測された AA Tau のライトカーブと偏光度の変化	14
1.11	1988 年以降の AA Tau の V バンドのライトカーブ	15
1.12	ストークスパラメータ Q, U と偏光度 P 、偏光方位角 θ の関係	16
2.1	東広島天文台	20
2.2	東広島天文台のかなた望遠鏡	21
2.3	可視近赤外線同時カメラ HONIR	22
2.4	偏光モードでの光の道筋	24
2.5	半波長板	25
2.6	ウォラストンプリズムの一般的な構造	26
2.7	ウォラストンプリズム	26
3.1	画像に含まれる信号の種類	32
3.2	一次処理のフローチャート	32
3.3	バイアス引き前後の画像	33
3.4	ダーク引き前後の画像	34
3.5	フラット割りした後の画像 (可視)	35
3.6	フラット割りした後の画像 (赤外線)	35
3.7	スカイ引きした後の画像 (赤外線)	36
3.8	宇宙線除去前後の画像	37
3.9	開口測光のモデル図	38
3.10	開口測光領域とスカイ領域	39
4.1	AA Tau の V、Ks バンドでの光度、色指数、偏光度、及び偏光方位角の時間変化	42
4.2	AA Tau の R、I、J、H バンドでの光度、偏光度、及び偏光方位角の時間変化	44

4.3	AA Tau の V バンド の QU 平面図	45
4.4	比較星の V バンド の QU 平面図	45
4.5	AA Tau の K_s バンド の QU 平面図	46
4.6	比較星の K_s バンド の QU 平面図	46
4.7	AA Tau の R バンド の QU 平面図	46
4.8	比較星の R バンド の QU 平面図	46
4.9	AA Tau の I バンド の QU 平面図	47
4.10	比較星の I バンド の QU 平面図	47
4.11	AA Tau の J バンド の QU 平面図	47
4.12	比較星の J バンド の QU 平面図	47
4.13	AA Tau の H バンド の QU 平面図	48
4.14	比較星の H バンド の QU 平面図	48
4.15	AA Tau の $V \sim K_s$ バンド の QU 平面	49
4.16	K_s バンド の Q 、 U 値を全バンドの星間偏光として仮定した場合の AA Tau の固有偏光の波 長依存性	51
4.17	Serkowski-type の波長依存性を星間偏光モデルとして仮定した場合の AA Tau の固有偏光の 波長依存性	52

表 目 次

1.1	AA Tau の基礎情報	13
2.1	かなた望遠鏡の諸元	21
2.2	HONIR の可視バンドと赤外バンドの性能	23
2.3	HONIR の分光機能	23
2.4	半波長板の仕様	25
2.5	ウォラストンプリズムの仕様	25
2.6	AA Tau の等級	27
2.7	比較星の等級	27
2.8	HONIR のフィルターの仕様と装置効率	28
2.9	2014 年度の AA Tau の偏光撮像観測内容	29
2.10	2015 年度の AA Tau の偏光撮像追観測内容	29
2.11	本研究で取得した較正データ	29
2.12	偏光分光観測内容	30
3.1	本研究で取得したデータ	31
3.2	無偏光標準星 HD94851 のカタログ値	40
3.3	偏光標準星 HD154445 と HD155197 のカタログ値	40
3.4	偏光標準星 HD154445 と HD155197 の偏光方位角のカタログ値と私の解析結果	41

第1章 序論

1.1 星の誕生過程

星の誕生と進化の過程は図 1.1 で示されるようなモデルで表せられる。

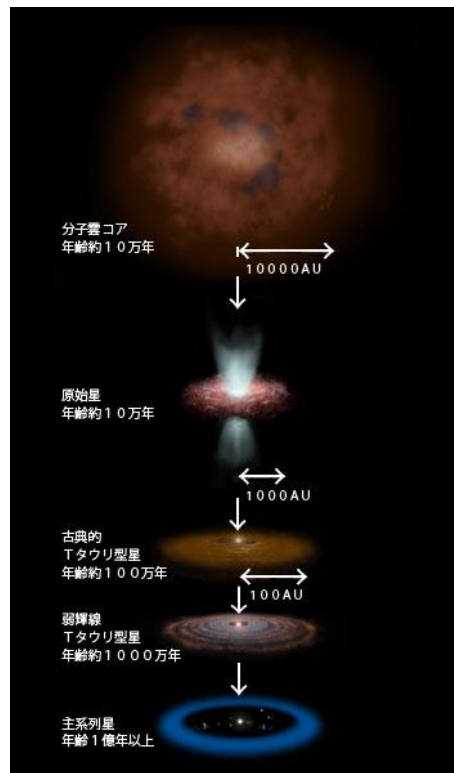


図 1.1: 星の進化レベル (分子雲の中にある) 分子雲コアから主系列星へと進化する過程をモデル図で表している。図内の $\leftrightarrow$ の下に書かれている数字 (例: 分子雲コアにおいて、10000AU) は、モデルの典型的な長さを示している [1]。

星などの巨大な集合体である我々の銀河の平均密度は $10^{-24}g/cm^3$ (水素原子 ~ 1 個/ cm^3) 程度で、銀河内の星間物質の平均密度は水素原子数個/ cm^3 程度である。星間空間の中にも、低温の水素分子の密度の特に高い所が存在している。このような領域を分子雲と呼ぶ。分子雲は、放射冷却等の効果で温度が低下し、数十 K になると自己のガス圧よりも重力の方が強くなり、自己重力により収縮を始める。分子雲は収縮を続けることで中心部の温度を徐々に上昇させ、分子雲コア、原始星、前主系列星を経ながら、主系列星という核融合反応によって輝くことが出来る星へと進化する。

図 1.1 の前主系列星の部分では、T Tauri 型星に分類される古典的 T Tauri 型星と弱輝線 T Tauri 型星が描かれている。前主系列星には、T Tauri 型星の他に Herbig Ae/Be 型星があるが、Herbig Ae/Be 型星は大質量で、進化速度も速く、観測例が少ないことも影響して、進化過程はまだよく分かっていない。ここでは低質量の前主系列星である T Tauri 型星を対象とする。これから、T Tauri 型星の進化過程について詳しく述べていく。

1.1.1 分子雲

分子雲は密度が高い為、周りにある恒星の光が分子雲の内部まで届かない。よって、分子雲を構成している主成分の水素やその他の一酸化炭素や二酸化ケイ素や水分子なども原子に解離することなく、分子状態を保つことができる。主成分が水素なので、水素分子雲と呼ばれることもある。分子雲はガスなどに覆われていて、可視光など短波長では見ることはできない(図 1.2 の左側)。しかし、可視光より波長の長い赤外線では透過力が強く、分子雲の奥にある星が透けて見える(図 1.2 の右側)。また、電波では、分子毎に固有の周波数で分子雲を観測できる。しかし、主成分である水素分子は同種の 2 原子分子であるために、分子の対称性がよく、電気双極子モーメントが 0 なため、回転遷移による電波の放出が起きない。よって、水素分子の質量を直接調べることは難しい。そこでまず、一酸化炭素分子の電波放射スペクトル(波長 2.6mm)を観測し、一酸化炭素分子の存在量を調べる。一酸化炭素分子は、化学的に安定で、水素分子との存在比が分子雲の環境に関わらずほぼ一定(1 万分の 1)なので、この事を利用して水素分子の質量を概算する。そのようにして見積もられた分子雲の質量は太陽の 10^6 倍程度である。また、典型的には、水素分子密度が $10^2 \sim 10^3$ 個 cm^{-3} 、大きさは大きいものだと直径 100 光年、温度が 25K 程度である。この分子雲の一部が星形成領域となる。

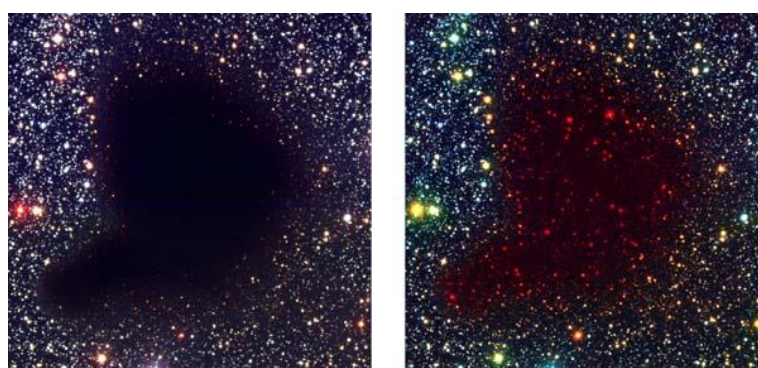


図 1.2: 分子雲バーナード 68。チリのアンデスにある ESO Very Large Telescope に取り付けられた可視カメラ FORS 1 (B,V,I バンド) 及び New Technology Telescope に取り付けられた近赤外カメラ SOF 1 (K バンド) を用いて取得。左：可視光 (B,V,I バンド) の 3 色合成図。右：可視+近赤外 (B,I,K バンド) の 3 色合成図 [2]

1.1.2 分子雲コア

分子雲の中でも、密度ムラがあり、密度の高い所と低い所が存在する。密度の高い所では低い所よりも自己の重力が強いので、速い速度で収縮を続け、分子雲の中でも特に高密度な分子雲コアとなる。分子雲コ

アは、直径 0.1~1 光年、質量は太陽の 10~数 10 倍程度で、遠赤外線では光学的に薄く、ガス放射によりエネルギーを放射するため、10K 程度で等温状態となっている。分子雲コアの密度は、水素分子密度で表すと $10^4\sim 10^6$ 個/ cm^3 となる。分子雲コアは可視域では光学的に厚く、背景にある恒星の光を遮り、暗黒星雲のように見える。

1.1.3 原始星

分子雲コアは低温であることから熱による膨張はほとんどない。よって、分子雲コアの中心部が自己の重力により収縮する。分子雲コアが収縮し続けて、分子雲コア中心部の密度が 10^{11} 個/ cm^3 を超えると、中心部分が光学的に厚くなる。そうすると、重力収縮の際に生じる熱が星間空間へ逃げられなくなり、中心部の温度は上昇する。温度が上昇したことにより、ガス圧も上昇するので、自己の重力と力学平衡を保つ分子ガス圧を持つガス球である原始星が生まれる。原始星形成時には、温度 1000K、半径 1AU、質量は $10^{-2}M_{\odot}$ 程度である。

原始星段階に関して、ハッブル望遠鏡や ALMA 望遠鏡によって観測された、原始星の周りに降着円盤が存在していることを示唆する現象が二つある。一つは、双極分子流である。電波で原始星を観測すると、その周辺に赤方偏移と青方変移した領域がみられ、これを双極分子流と呼んでいる。ドップラー効果から計算された速度は数 10km/s と、高速分子ガスの質量放出現象である。双極分子流は、星の両極方向に噴き出して、質量降着が軸対称に起きていることを表している。このことは、軸とほぼ垂直方向に降着円盤が存在することを示唆している。もう一つはジェットが存在である。ジェットは、原始星などの重力天体を中心として、両極方向に放出しているプラズマガスである。原子星に付随するジェットは可視光や電波で観測されている。ジェットは、速いものだと 100km/s 以上ある。分子流よりも収束度が高く、原始星に非常に近傍から出ている。減光が大きい中心星近傍で可視光のジェットが観測されることは、星のごく近傍に高密度のガスが円盤状に存在している観測的証拠と考えられている。ジェットには、円盤内の物質で降着できなかった物質なども含まれているため、ジェットのスペクトルなどを調べることで、原始星や円盤内の成分を知ることができる。以上から、原始星の周りにはガスやダストで構成される降着円盤が存在し、星の近傍から分子流やジェットが噴射されているというモデルが提唱された。(図 1.4) そして、現在では実際にハッブル望遠鏡や ALMA 望遠鏡によって降着円盤が多数観測されている。

降着円盤は、ケプラー回転していると思われるので、円盤の内側ほど速く回転していて大きな運動エネルギーを持っている。運動エネルギーと温度は比例関係にあるので、円盤の内側ほど温度は高くなる。原始星段階は、降着円盤から原始星に向けて、激しい物質の降着が行われている段階である。原始星に星間ガスが降着することで、質量だけではなく温度も上昇する。2000K になると、水素分子が吸熱反応である解離を始め、水素分子ガスの圧力は低下する。その結果、力学平衡が崩れ、星の自己重力により再び収縮が始まる。その後、水素分子は完全電離し、ガスの内圧と星の重力による新たな平衡状態となる。この時、温度 30000K、半径は太陽半径の数倍、質量は $10^{-3}M_{\odot}$ 程度、中心密度は 10^{22} 個/ cm^3 である。

新たな平衡状態になった後も星間ガスは降着し、原始星の質量は増加する。その降着の際に、物質の持つ重力エネルギーが解放され、周りの物質を温めるので、 $2\mu m$ 以上の長波長域では、原始星の温度から推定される黒体放射より強い輻射エネルギーを放射する。その為、エネルギースペクトル分布 (SED) で該当している波長域で強い赤外超過を示す。(図 1.3)

また、原始星が何かに覆われていて可視光では観測できないこと、星の進化過程で分子雲の中でも密度の濃い部分であった分子雲コアから原始星が誕生したことから、周りにはガス等がまだ大量に存在してい

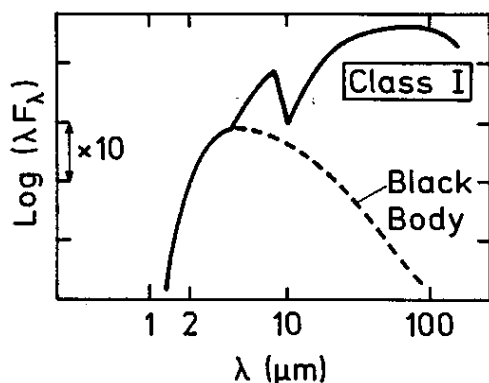


図 1.3: 原始星段階 (= Class I 天体) のエネルギースペクトル分布 [3]。10 μ m で暗くなっているのは二酸化ケイ素による吸収線である。

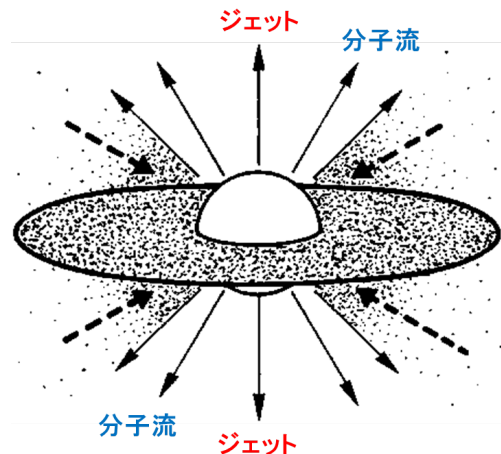


図 1.4: エネルギースペクトル分布から判断する原始星のモデル。点線の矢印は円盤内物質の降着を示していて、実線の矢印は双極分子流やジェットを示している [3]。

と思われる。

1.1.4 前主系列星

原始星は、星周にある降着円盤の物質が降着してくるで、成長し続ける。やがて、原始星は前主系列星に進化する。前主系列星は、大きく 2 種類に分けられる。およそ $2M_{\odot}$ 以下の質量を持つ星を T Tauri 型星、 $2-5M_{\odot}$ 以上の質量を持つ星を Herbig Ae/Be 型星と呼んで区別する。前主系列星の星全体の平均密度は、 10^9 kg/cm^3 程度である。

Herbig Ae/Be 型星についてだが、 $2M_{\odot}$ 以上の大きな質量を持つ星は、自己重力が強いので収縮速度が速い。収縮速度が速いというのは成長速度が速いとほぼ同義であるため、重い前主系列星であればあるほど、初期質量関数から導かれるように生成個体数が少ない上に、この進化の観点からもある瞬間での個体数が少ない、すなわち観測例が少ないことから、観測的に詳しい統計的な議論を行なうことはやや難しい。また、星周物質が多く存在し、その星周物質が拡散しなくなって、可視光で星が見えるようになる頃には、もう星の中心で水素の核融合反応が始まっており、主系列星となっていることも観測例が増えない一因として考えられる。

ここでは、前主系列星の中で代表的な T Tauri 型星について簡単に述べる。T Tauri 型星は、中心温度が数百万 K 程度で、まだ水素核融合反応は起こっておらず、主に自己重力による収縮時に放出されるエネルギーで輝いている。しかし、T Tauri 型星の収縮は、原始星などの収縮と異なり、概ね力学的平衡を保ったまま収縮する。T Tauri 型星になっても、星の黒体放射とは別に赤外線帯域に赤外超過が見られるが、原始星と比べて少なくなっており、可視光でも中心星からの放射が見え始める。スペクトルの特徴として、T Tauri 型星では水素の再結合線である $H\alpha$ の輝線スペクトルが観測される。これは、星の近傍に高温のガスが存在していることを裏付けている。これらのことから、降着円盤からの物質の降着は続いているが、降着

やジェットは落ちてきており、円盤は原始星の時と比較すると少しずつ薄くなってきている段階だと考えられる。詳しい特徴等は §1.2 で述べる。

1.1.5 主系列星

前主系列星の時に、降着円盤内の物質の降着が終わる。星は物質の降着が終わった後も、自己の重力により収縮をし続けるため、重力エネルギーが熱に変わるので、温度は上昇し続ける。星の中心部の温度が約 1000 万 K に達すると、星の中心部で水素の核融合反応が起こるようになる。この水素の核融合反応によるエネルギー生成が、星が光るエネルギーをまかなえるようになると、圧力が保持されるので星は収縮しなくなり、星の一生で最も長い期間継続する主系列星となる。

主系列星の平均的な半径は 70 万 km、中心密度は 150g/cm^3 、平均密度は 1.5g/cm^3 (水素分子密度 10^{23}g/cm^3) となっている。また、中心温度は 1600 万 K で、中心から離れるほど温度は下がり、表面温度は 6000K 程度である。

核融合反応によって生じたエネルギーを持った光は、星内部の高密度プラズマの中を通るため、プラズマ内の粒子と衝突しエネルギーは弱くなっていく。光の持つエネルギーは周りのガスに吸収され、ガスの対流により外側に運ばれる。核融合反応によって生成されたエネルギーは、星表面まで移動するのに約 2 万年かかると思われている。主系列星の明るさの起源は核融合反応で生じるエネルギーによるものであるが、星の明るさは星の質量によって決まる。なぜなら、重い星ほど核融合反応が盛んであるため、明るく輝いている。しかし、その結果、水素が早く枯渇するので、重い星ほど寿命は短い。

主系列星の放射スペクトルだが、今までの進化過程と比較して降着円盤なども無く、光球表面からの黒体放射が支配的となっている。

1.2 T Tauri 型星

T Tauri 型星は前主系列星の代表的な天体である。これは、一般に恒星誕生の場において、小質量星が大質量星に比べて圧倒的に多く生成されること (初期質量関数による)、その前主系列星段階に対応するのが T Tauri 型星であること、さらに低質量であるため、進化が遅く、発見される個体数も多くて観測しやすいというメリットがあるからである。

T Tauri 型星は、主に自己重力による収縮時に放出されるエネルギーで輝いているが、一般に明るさは一定ではなく、様々な時間尺度で変光する。その内、比較的短時間で起きるものとしては、数日程度の周期をもった変動がある。これは、星の表面に、円盤内の物質が星に降着した時の衝撃でできる、ホットスポットといわれる高温領域 (放射が強い部分) や、コールドスポットといわれる低温領域 (放射が弱い部分) が存在し、星の自転周期 (約 10 日前後) と同じ周期で明るさの変動を示すものとして考えられている。ライトカーブ以外の特徴として、典型的に 0-2% 程度の直線偏光を示すことや、スペクトルに $\text{H}\alpha$ や CaII 、 FeI 、 $[\text{OI}]$ の輝線が観測されることや、 LiI の吸収線が存在することが挙げられる。中心温度が $2.5 \times 10^5 \text{K}$ に達すると、 Li 燃焼反応が起こり、 Li の量は減っていくので、 Li の吸収線を調べることで、星の年齢を制限することが出来る。T Tauri 型星で観測される偏光度や偏光方位角は、波長と時間に依存しているが、星によって波長に対する偏光カーブは異なっている。一般に、色超過 (短波長帯域に対する長波長帯域の明るさ) が大

きい、つまり赤い天体ほど偏光度は高くなっている (図 1.5)。長波長帯域で赤くなる現象は、ダスト (固体微粒子) に富んだ降着円盤からの赤外放射か、又は円盤による色依存性のある減光によるものと考えられる。

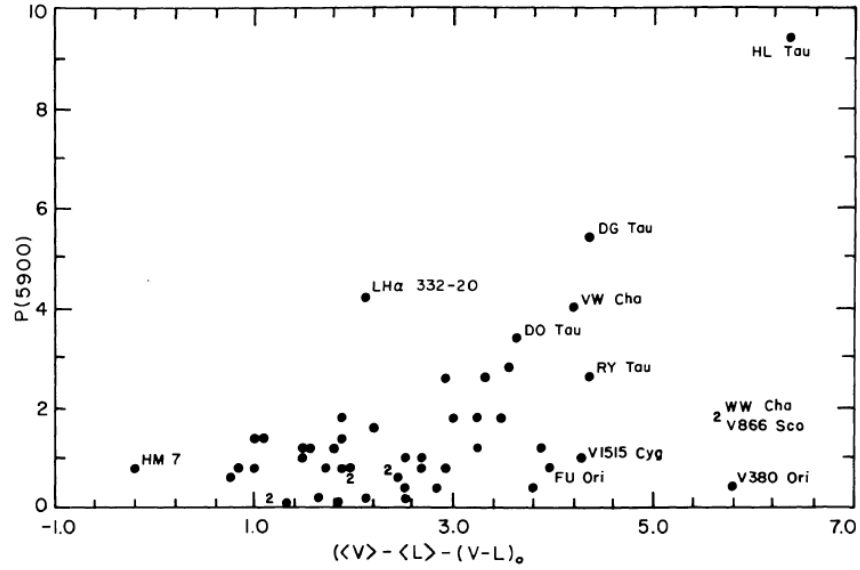


図 1.5: T Tauri 型星の 7540Å での偏光度と色超過の関係 [4]。横軸:色超過 (右に行くほど、短波長帯域で暗い)、縦軸:偏光度

T Tauri 型星には、古典的 T Tauri 型星 (CTTS) と H α 輝線が比較的弱い T Tauri 型星 (WTTS) の 2 種類あるが、これは星の進化段階による違いを見せており、T Tauri 型星は CTTS になった後に WTTS に進化する。以下でより詳しく説明する。

1.2.1 古典的 T Tauri 型星 (CTTS)

古典的 T Tauri 型星の特徴として、円盤から星に物質が降着した時に放射され、降着活動量を表していると思われる強い H α 輝線と、Li の吸収線がある。

原始星以降の星の進化過程については、1987 年に C. J. Lada が提案した SED (エネルギースペクトル分布) に基づく系統的分類に加え、F. H. Shu が提案した統一的な進化の描像により、具体的に分類される。分類の基準は、以下の式で表すように、波長 2.2 μ m と 25 μ m の明るさを用いたスペクトルの傾き α により決められた。

$$\alpha = \frac{d \log(F_{\lambda} \lambda)}{d \log(\lambda)} \quad (1.1)$$

この式に基づき、 $0 < \alpha$ に属するのが原始星 (=Class I)、 $-2 < \alpha < 0$ に古典的 T Tauri 型星 (CTTS) や Herbig Ae/Be 型星などが属していて (=Class II)、その中で質量が $2M_{\odot}$ 以下であるものが CTTS と判別される。 $\alpha < -2$ に弱輝線 T Tauri 型星 (WTTS) が属している (=Class III)。

CTTS は、赤外線帯域で黒体放射より超過した放射をしている (図 1.6)。これは、円盤から物質が降着した時に重力エネルギーを解放したことによるエネルギーの放出と考えられ、円盤が存在していることを示唆する。しかし、原始星の時と比較して、中心星が可視光でも見え始めることから、降着円盤は原始星の時より薄くなり、双極分子流やジェットが落ち着き始める時期だと考えられている (図 1.7)。

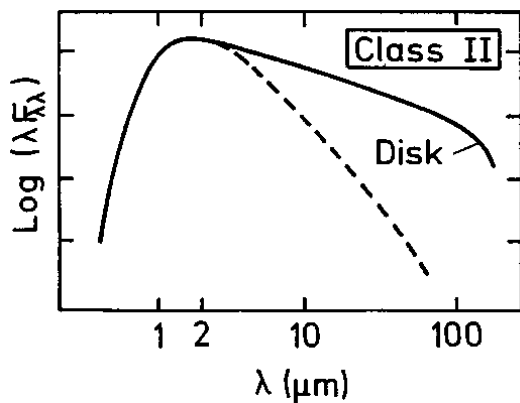


図 1.6: CTTS(古典的 T Tauri 型星 = Class II 天体) のエネルギースペクトル分布 [3]

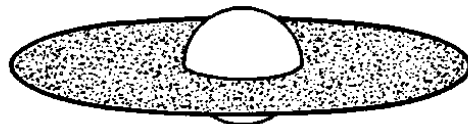


図 1.7: エネルギースペクトル分布から判断する CTTS(古典的 T Tauri 型星) のモデル [3]。中心星のまわりに光学的に厚い星周円盤を有する。

1.2.2 弱輝線 T Tauri 型星 (WTTS)

T Tau 型星の中でも、特に弱い $H\alpha$ 輝線を示すものが WTTS に分類される。降着量を示す $H\alpha$ が弱い輝線として観測されること、中心星からの成分が支配的であること (図 1.8) から、この時期の星の周りには円盤は薄いものであると思われる (図 1.9)。

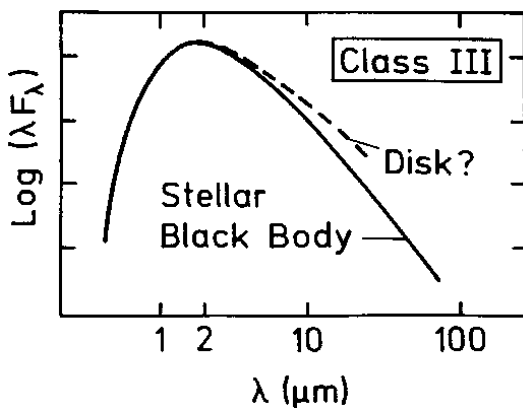


図 1.8: WTTS(弱輝線 T Tauri 型星 = Class III 天体) のエネルギースペクトル分布 [3]
ほぼ黒体放射と等しいスペクトルとなっている。



図 1.9: エネルギースペクトル分布から判断する WTTS(弱輝線 T Tauri 型星) のモデル [3]。星周円盤の密度が CTTS よりも低い。

1.3 不規則的減光を示す T Tauri 型星 AA Tau

これまでに述べたように、星の形成過程には降着円盤が密接に関係していると考えられている。したがって、降着円盤の詳しい構造について調べることは前主系列星について理解する上で重要である。降着円盤の様子を調べる手法のひとつに、中心星から私達に届く光が降着円盤の影響を受けている天体を観測することが挙げられる。なぜなら、中心星の光は明るいことから、その明るい光源に対する影響は比較的観測が容易であるからである。その代表的な系として、AA Tau と呼ばれる CTTS に分類されている天体が挙げられる。この星は、星周円盤が大きい傾斜角 ($70\text{--}80^\circ$) を持ち、私達から見るとほぼ真横から観測されるという特徴を持つ [20]。大きい傾斜角で観測されるということは、私達の所にやってきた中心星の光が降着円盤の中ないしはその近傍を通ってきたことになり、降着円盤の影響を強く受けていると思われる。よって AA Tau は、前主系列星、特に CTTS の進化段階について、また星と降着円盤の関係について調べるのに適した星だと考えられる。AA Tau は、J2000 分点赤道座標において、RA:04 時 34 分 55.42 秒、Dec:+24 度 28 分 52.9 秒に位置している。表 1.1 に AA Tau の基礎情報を載せる。

AA Tau	典型的な値	単位
質量	0.76	$M_\odot$
半径	1.81	$R_\odot$
光度	0.8	$L_\odot$
表面温度	4060	K
年齢	2.4×10^6	year
地球からの距離	140	pc
自転周期	8.2	day
スペクトル型	K7	type

表 1.1: AA Tau の基礎情報 [19]

AA Tau も他の CTTS と同様に、0.1–1 等の周期的 (～数日) な減光が見られるが、それとは別に、1–2 等級の準周期的 (～10 日オーダー) な減光が見られる。また、先行研究 [5] では V バンドでの偏光観測がなされていて、その準周期的な減光が見られた時に、偏光度が上昇するという現象が報告されている (図 1.10)。

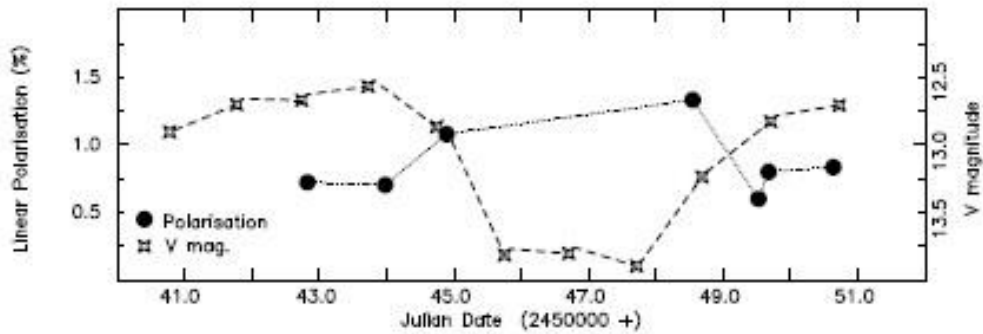


図 1.10: 1995 年に観測された AA Tau のライトカーブと偏光度の変化 [5]。

白い星:V バンドの等級 (右の軸)、黒い丸:偏光度 (左の軸)、横軸:Julian Date。Julian Date が 45.0～49.0(2450000+) の時に減光を示し、偏光度は上昇している。

準周期的な減光が起こる時期は、星の自転と関係があると考えられている。星周円盤の内縁付近は、星の磁場の影響を受け、星の自転と共に回転すると考えられている。また、降着円盤の厚みは一定ではなく、星の磁極が自転軸からずれていることによって円盤の内側には反り (=物質の非軸対称分布) が存在する場合があるとも考えられている。円盤が星の自転と共に回転することで、この反りにより遮られる星の光の量が変わるので、準周期的に明るさが変化するものとして理解される。AA Tau は準周期的な減光を示すという点で、他の CTTS と異なったライトカーブを描くが、他の CTTS と比較して特異性は傾斜角が大きいということ以外は大きな違いは特に見つかっていない。そこで、AA Tau を観測することによって AA Tau の周りにある降着円盤の特徴が判れば、他の T Tauri 型星にも適用できると推測される。先行研究 [20] では、ハッブル宇宙望遠鏡の STIS という撮像分光器を用いた V バンドの高解像度画像を用いて AA Tau の降着円盤について調べられている。具体的には、外側の円盤の半径が 1.15 ± 0.10 秒であり、実距離において半径 160AU 程度の大きさをもつことや、外側の円盤の回転軸の視線方向に対する傾きが 71 ± 1 度と測定されたことが報告された。また、降着円盤の外縁の中心軸方向の方位角は $PA = 187$ 度で、中心星から出ていると思われるジェットは $PA = 183$ 度とほぼ一致していたことも報告された。

なお、近年 AA Tau が可視 (V バンド) で急激な減光 (12 等から 15 等) を示したことが報告されている [6]。この減光は、今までに報告されている減光とは異なっている。今までは、1-2 等級の減光を示しても、長くとも数日中のうちに元の等級に戻り、ライトカーブは 12 等級程度を基準として変動していた。しかし、2012 年頃の急激な減光は 15 等級程度に減光した後、20ヶ月以上にわたり 12 等級に戻らず、減光した 15 等級程度を新たな基準レベルとして、1-2 等級の準周期的な減光を示すという兆候を示している。先行研究 [6] により、円盤物質の質量降着率は急激な減光の後でも変化しなかったことが分かっていて、円盤の物質の量が大幅に増加したとは考えにくい。減光の継続時間から中心の星から 7.7AU 以上離れたところで円盤内に非軸対称な密度の高い領域が存在し、星の周りでケプラー運動をすることで、最近視線上に、密度の高い領域が入って、光の遮られる量が多くなったと当該論文では議論されているが、未だ情報が少なく、未解明の状態である。

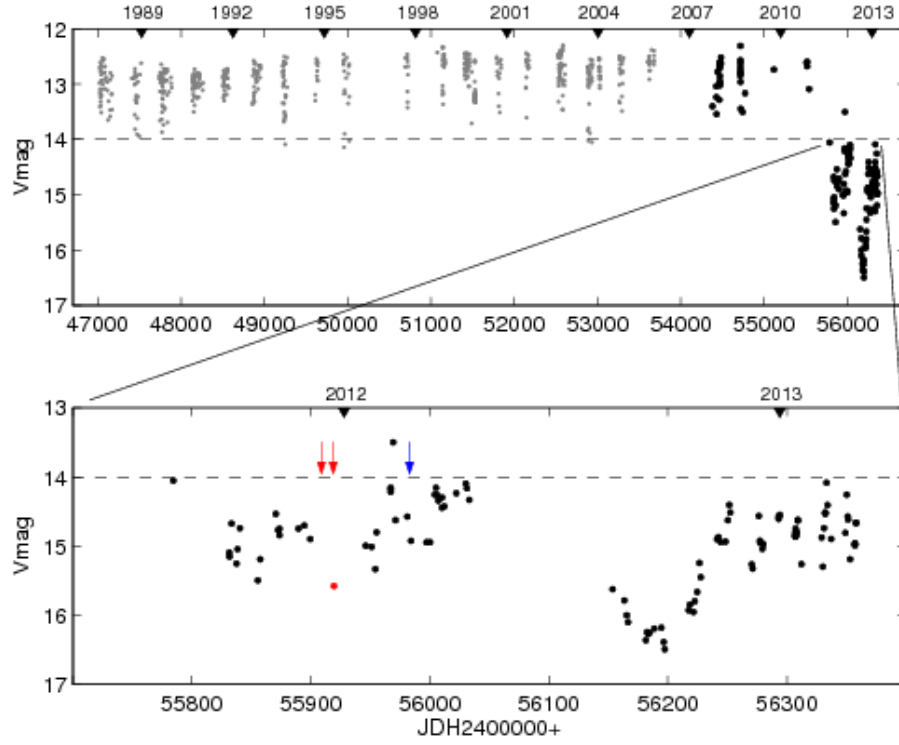


図 1.11: 1988 年以降の AA Tau の V バンドのライトカーブ [6]。2012 年頃以降の顕著な減光 (12 等級程度から 15 等級程度に) の様子。その後 2013 年に入っても減光を続けたままである。

1.4 偏光

1.4.1 偏光の定義

電場・磁場の振動方向は、光の進行方向と垂直である。一般に、電場・磁場は等方的に振動しているが、ある特定の方向に強く振動している光を偏光ないし、偏光した光という。偏光を表すパラメータは、偏光の度合を表す偏光度 P と偏光の方向を表す偏光方位角 θ だが、 P, θ は加算性がないため、位相に関連性の無い複数の光の偏光を表すことが出来ない。そこで、 I, Q, U, V というストークスパラメータとよばれる、加算性があるパラメータを用いて偏光を表すのが観測的には便利である。光の電場・磁場の X 方向の振幅を ε_x 、Y 方向の振幅を ε_y 、位相差を δ とすると、以下のような関係となる。

$$I = \langle \varepsilon_x^2 + \varepsilon_y^2 \rangle \quad (1.2)$$

$$Q = \langle \varepsilon_x^2 - \varepsilon_y^2 \rangle \quad (1.3)$$

$$U = 2 \langle \varepsilon_x \varepsilon_y \cos \delta \rangle \quad (1.4)$$

$$V = 2 \langle \varepsilon_x \varepsilon_y \sin \delta \rangle \quad (1.5)$$

I は電磁波の振幅、 Q, U は直線偏光、 V は円偏光に関するパラメータである。

位相に相関を持たない複数の光の偏光は、ストークスパラメータの和で表すことができ、偏光度 P と偏光方位角 θ とストークスパラメータの関係は以下になる。

$$P = \frac{\sqrt{Q^2 + U^2}}{I} \quad (1.6)$$

$$\theta = \frac{1}{2} \arctan\left(\frac{U}{Q}\right) \quad (1.7)$$

上記の関係式は、横軸を Q/I 、縦軸を U/I としたグラフ (=QU プロット) において、 R を当概の点とすると、原点からの距離 OR が偏光度 P となり、 OR と 0 度のなす角度が偏光方位角 θ の 2 倍の角度となる (図 1.12)。

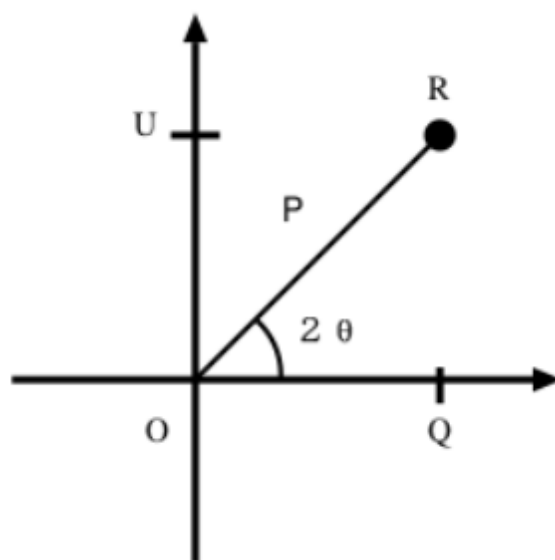


図 1.12: ストークスパラメータ Q, U と偏光度 P 、偏光方位角 θ の関係 [15]

本研究では、直線偏光を扱っており、単に偏光と表した場合には直線偏光の事を指すことにする。

1.4.2 観測で得られるデータと偏光度の関係

1.4.1 節で偏光の定義について述べた。観測では、光の振動方向を回転させる為の半波長板とその光の振動方向が直角の関係にある光を常光と異常光に分けるウォラストンプリズムという光学素子を用いる (半波長板とウォラストンプリズムについては 2.1.1 節参照)。観測で得られるデータは、光の強さの指標であるフラックス値 (1.4.1 節では I に相当する) である。天体の光は、時間依存する大気による吸収 $\xi(t)$ を受ける。また、ウォラストンプリズムによってある効率 (常光 k_o と異常光 k_e) で減光する。半波長板の回転角度を 0 度、22.5 度、45 度、67.5 度と回転させて撮ることにより、各々の角度 ψ で、常光 $I_o(\psi)$ と異常光 $I_e(\psi)$ が得られる。

$$I_o(\psi) = \frac{I}{2} \left\{ 1 + \frac{Q}{I} \cos 4\psi + \frac{U}{I} \sin 4\psi \right\} k_o \xi(t) \quad (1.8)$$

$$I_e(\psi) = \frac{I}{2} \left\{ 1 - \frac{Q}{I} \cos 4\psi - \frac{U}{I} \sin 4\psi \right\} k_e \xi(t) \quad (1.9)$$

半波長板の4回転角で、各々常光と異常光の計8つの光のフラックスは、

$$I_o(0^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 + \frac{Q}{I} \right\} k_o \xi(t_{0^\circ}) \quad (1.10)$$

$$I_e(0^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 - \frac{Q}{I} \right\} k_e \xi(t_{0^\circ}) \quad (1.11)$$

$$I_o(22.5^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 + \frac{U}{I} \right\} k_o \xi(t_{22.5^\circ}) \quad (1.12)$$

$$I_e(22.5^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 - \frac{U}{I} \right\} k_e \xi(t_{22.5^\circ}) \quad (1.13)$$

$$I_o(45^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 - \frac{Q}{I} \right\} k_o \xi(t_{45^\circ}) \quad (1.14)$$

$$I_e(45^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 + \frac{Q}{I} \right\} k_e \xi(t_{45^\circ}) \quad (1.15)$$

$$I_o(67.5^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 - \frac{U}{I} \right\} k_o \xi(t_{67.5^\circ}) \quad (1.16)$$

$$I_e(67.5^\circ) = \frac{I}{2} \left\{ 1 + \frac{U}{I} \right\} k_e \xi(t_{67.5^\circ}) \quad (1.17)$$

各々の角度に関して、異常光を常光で割ることで、大気による吸収係数 $\xi(t)$ を消去できる。

$$\frac{I_e(0^\circ)}{I_o(0^\circ)} = \left(\frac{1 - Q/I}{1 + Q/I} \right) \frac{k_e}{k_o} \quad (1.18)$$

$$\frac{I_e(45^\circ)}{I_o(45^\circ)} = \left(\frac{1 + Q/I}{1 - Q/I} \right) \frac{k_e}{k_o} \quad (1.19)$$

$$\frac{I_e(22.5^\circ)}{I_o(22.5^\circ)} = \left(\frac{1 - U/I}{1 + U/I} \right) \frac{k_e}{k_o} \quad (1.20)$$

$$\frac{I_e(67.5^\circ)}{I_o(67.5^\circ)} = \left(\frac{1 + U/I}{1 - U/I} \right) \frac{k_e}{k_o} \quad (1.21)$$

ここで、0度と45度、22.5度と67.5度の常光と異常光の比をとった a_1 と a_2 を導入する。

$$a_1 = \sqrt{\frac{I_e(0^\circ)/I_o(0^\circ)}{I_e(45^\circ)/I_o(45^\circ)}} \quad (1.22)$$

$$a_2 = \sqrt{\frac{I_e(22.5^\circ)/I_o(22.5^\circ)}{I_e(67.5^\circ)/I_o(67.5^\circ)}} \quad (1.23)$$

この a_1 と a_2 を、 Q, U を用いて表すと、以下のようになる。

$$a_1 = \frac{1 - Q/I}{1 + Q/I} \quad (1.24)$$

$$a_2 = \frac{1 - U/I}{1 + U/I} \quad (1.25)$$

よって、ストークスパラメータである I, Q, U が以下のようにして求まる。

$$I = \sum_{\psi} (I_o(\psi) + I_e(\psi)) \quad (1.26)$$

$$\frac{Q}{I} = \frac{1 - a_1}{1 + a_1} \quad (1.27)$$

$$\frac{U}{I} = \frac{1 - a_2}{1 + a_2} \quad (1.28)$$

この式変形により、観測で得られるフラックス値 (ストークスパラメータの I) のみから他のストークスパラメータである Q, U 、さらに、式 (1.6) と (1.7) から偏光度 P と偏光方位角 θ を求めることが出来る。

1.4.3 T Tauri 型星で見られる偏光の特徴とその解釈について

T Tauri 型星で見られる偏光は、典型的に 0–2% の偏光度を持っているが、中心星からの直接光は無偏光だと考えられている。したがって、星からの光が降着円盤内の物質に散乱され、偏光が生じていると解釈されている [5]。

本研究のターゲットである AA Tau は、私達から大きい傾斜角で観測されるということ以外、他の一般の T Tauri 型星と性質が特に変わらないと考えられ、AA Tau の偏光観測によって得られる星周円盤の特徴は他の T Tauri 型星と共通である可能性がある。AA Tau で見られる偏光は、常に一定の値を持つ訳ではない。1.3 章で述べたように、 V バンドで 1% 前後の偏光度を持つが、 V バンドで減光した時に、偏光度は上昇するという特徴が観測された例がある [5]。これはライトカーブの変動と偏光が密接な関係にあることを示唆している。現状では、ライトカーブが減光することは、星からの無偏光な光が星周円盤内の物質に一部隠されることで、無偏光な光が相対的に減ってしまうことが主要因であろうと考えられる。星周円盤内の物質の分布が一定ではなく、また星の磁場等により生じた高密度の円盤の反り部分による影響を受け易いことで、AA Tau が準周期的な減光を示すと考えられていることは前述通りである。また、星からの無偏光な光が、回転軸が視線方向から傾いた星周円盤内の (主に内縁付近にある) 物質によって散乱する際に、偏光を生じる為、ライトカーブが減光を示した時に散乱成分が卓越して偏光度が上昇すると解釈されている [5]。

1.5 研究の目的

AA Tau では可視光 (V バンド～波長 $0.55\mu\text{m}$) で、ライトカーブと偏光度の相関性が報告された例があるが、観測報告例は非常に限られること、および近赤外領域での偏光観測例はほとんど無い。私は、東広島天文台のかなた望遠鏡に装着されている HONIR という装置を用いて、可視と近赤外で同時に、且つ継続的に観測することによって、降着円盤の内縁付近の、未だ空間的に分解されていない領域における物質分布

や構造を調べたい。具体的には、可視と近赤外で同時に測光と偏光とで長期にわたってモニター観測を行い、可視と近赤外での素性を比較することで、波長依存性という視点から減光と偏光度がどのようなプロセスで生じているのか、また降着円盤からの可視散乱光と赤外直接放射の関係に関するデータに基づいた議論を通じて、降着円盤内の構造や散乱物質(ダスト)の特性についても見出すことが目標である。

そして、AA Tau で得られた情報を他の一般の T Tauri 型星のものと比較することも視野に入れる。

第2章 観測

2.1 東広島天文台かなた望遠鏡



図 2.1: 東広島天文台 [9]

今回観測で用いた望遠鏡は、北緯 34 度 22 分 39 秒 (+34.3775 度)、東経 132 度 46 分 36 秒 (+132.7767 度) に位置する、広島大学宇宙科学センター附属東広島天文台 (図 2.1) のかなた望遠鏡である (図 2.2)。かなた望遠鏡は、2006 年に建てられた口径 1.5m の主鏡を持つ光学赤外線望遠鏡で、大学が国内に所有する望遠鏡では三番目の大きさの主鏡を持っている。天文台敷地面で標高 503m、望遠鏡高度軸で 511.2m となっている。

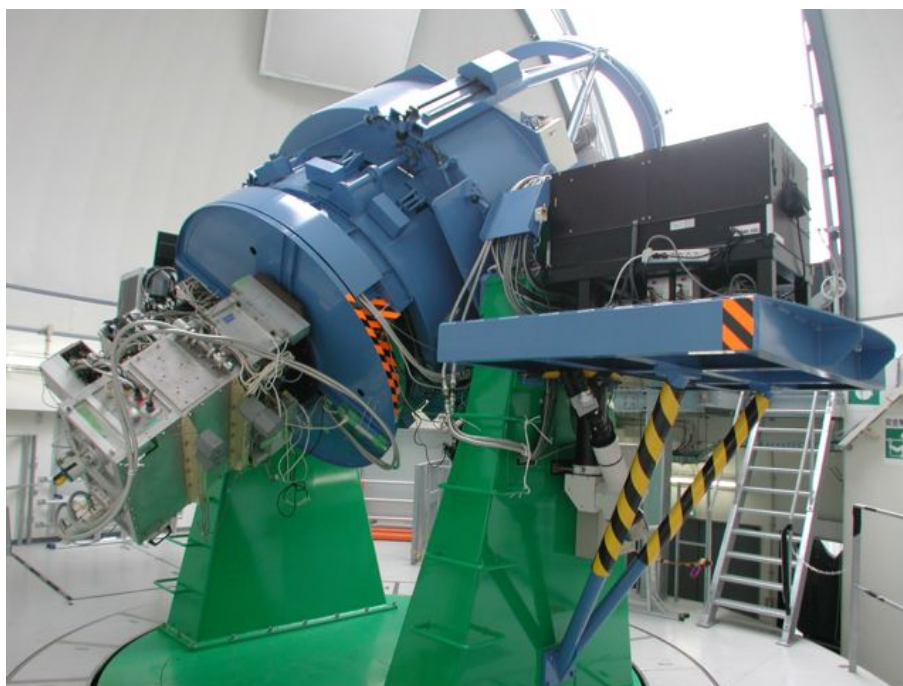


図 2.2: 東広島天文台のかなた望遠鏡 [10]

光学系	Ritchey Chretien 光学系
主鏡の有効径	1500mm
主鏡材	ULE (Ultra Low Expansion; 超低膨張) ガラス
焦点	カセグレン焦点、2つのナスミス焦点
合成 F 値と焦点距離 f	$F/12.2, f = 18,300\text{mm}$ ($F/12.3, f = 18,501.7\text{mm}$)
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)
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 2.1: かなた望遠鏡の諸元 (括弧内の値は新セラミック副鏡を用いた場合)[10]

かなた望遠鏡は、元々、世界最先端の観測施設を擁する日本の天文学のナショナルセンターである国立天文台が赤外シミュレータとして建設したもので、主にすばる望遠鏡の観測装置の試験に用いられていた。その後、広島大学宇宙科学センターが所有し、2006 年に東広島天文台に移設された。現在、X 線やガンマ線で観測する人工衛星と連携し、突発天体であるガンマ線バースト等の観測などに対し、ユニークな観測研究等を行なっている。

かなた望遠鏡の長所は、方位速度最大 5 度/秒、高度速度最大 2 度/秒という高い駆動性能である。これは直径 1.5m くらいの主鏡を持つ望遠鏡としては世界有数の駆動性能である。また、大学所有の望遠鏡であることや大学からアクセスしやすい位置にあることから、突発天体に対して他の観測所より早く望遠鏡を

天体に向けて観測を開始することができるというメリットがある。

2.1.1 可視近赤外線同時カメラ HONIR

かなた望遠鏡には、世界的にもユニークな、可視 1 バンド近赤外 2 バンドで同時に撮ることが可能な HONIR(Hiroshima Optical and Near-InfraRed camera) という装置がカセグレン焦点に搭載されている (図 2.3)。現在では、可視 1 バンド、近赤外 1 バンドでの同時露出を実現している。

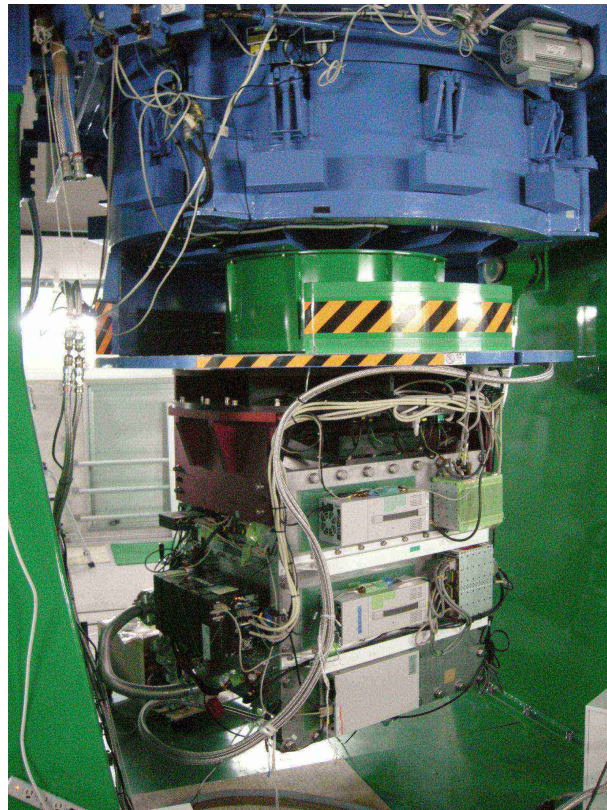


図 2.3: 東広島天文台のかなた望遠鏡に搭載されている可視近赤外線同時カメラ HONIR[11]

望遠鏡に入ってくる光は、ダイクロイックミラーという光学素子によって可視光と赤外線に分解され、フィルターやグリズム、レンズ系を通り、HONIR に搭載されている可視帯域の CCD と赤外線帯域の HgCdTe 検出器 (VIRGO) で検出する。

項目	可視バンド	赤外バンド
波長範囲 [μm]	0.4 – 1.0	1.15 – 2.4
フィルター	B, V, Rc, Ic, Y	Y, J, H, K_s
視野	$10' \times 10'$	$10' \times 10'$
検出器	CCD	HgCdTe(VIRGO)
検出器のピクセル数	2048 × 4096	2048 × 2048
ピクセルサイズ [秒/pix]	0.294	0.295
検出器サイズ [mm]	30.72 × 61.44	40.96 × 40.96

表 2.2: HONIR の可視バンドと赤外バンドの性能 [11]

HONIR は、撮像、分光、偏光撮像、偏光分光の観測モードが可能である。その全てのモードにおいて、可視波長と近赤外線波長の同時観測が出来ることがメリットとして挙げられる。

撮像は主に天体の測光に用いられ、天体の明るさや色、その時間変化(ライトカーブ)などを調べるときに用いられる手法である。分光観測は、天体のスペクトルが得られ、輝線や吸収線から天体に含まれる物質について知りたい時などに用いられる手法である。分光観測に関して、可視バンドや赤外バンドの波長範囲が広いために(表 2.2)、一次光だけでなく二次光まで混じってしまう。そこで、可視バンドで短波長側に注目していないときや赤外 long モードで観測するときには、オーダーソートフィルターというものをを用いることで、二次光を抑えている。尚、赤外線の二次光は、本来ならば2つに分ける予定の波長範囲を合わせて使っているためであり、将来2バンドで運用されるときには用いないはずである。

仕様	可視光	近赤外線 short	近赤外線 long
スリット	0.12mm($1''.3$) , 0.20mm($2''.2$) , 0.54mm($6''$)		
波長帯 [μm]	0.41-0.97	1.07-1.43	1.5-2.4
オーダーソートフィルター	$O - 58$ ($0.58\mu\text{m}$ 以下をカット)		$1.33\mu\text{m}$ ($1.33\mu\text{m}$ 以下をカット)
分光素子	BK7 グリズム	BK7 グリズム	S-FTM16 グリズム
波長分解能 (0.2mm slit 時)	330	354	371

表 2.3: HONIR の分光機能 [13]。偏光分光観測モードでは $1''.3$ 、 $2''.20$ スリットのみ用いる。

偏光撮像や偏光分光モードは、偏光成分を調べることで天体の磁場や星周構造などを知る為の手法である。半波長板やウォラストンプリズムという光学素子を挿入することで、偏光撮像・偏光分光観測を可能にする。

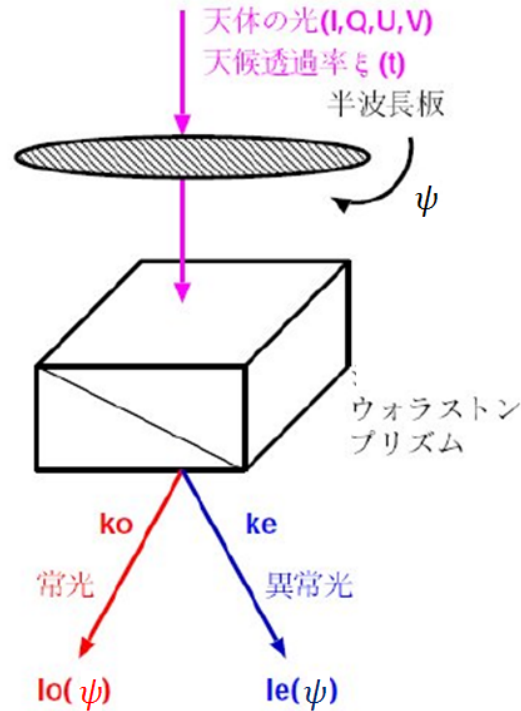


図 2.4: 偏光モードでの光の道筋。半波長板とウォラストンプリズムを通して常光と異常光に分かれる。[15]

かなた望遠鏡に入ってきた光は、入射光の振動方向を望遠鏡に対して ψ だけ回転させる半波長板を通り、振動が直行している二つの成分の光 (常光 $I_o(\psi)$ と異常光 $I_e(\psi)$) に分解するウォラストンプリズムを経て検出器に入射する (図 2.4)。その際、ウォラストンプリズムの仕様上、透過効率 k_o 、 k_e という係数により、透過する光は減光する。

半波長板

直線偏光の場合、ストークスパラメータの未知数は I 、 Q 、 U の 3 つである。よって偏光観測を行う際、3 方向の成分の観測を行えばストークスパラメータが求まり、偏光を表すことが出来ることになる。しかし、ウォラストンプリズムで分離される常光と異常光の両方を同時に測定し、半波長板の方位角 0 度、45 度、90 度、135 度の 4 方向の偏光成分の観測を行うことで、より高精度の偏光観測を行えることから、「4 方向 × 2」の偏光観測を行なう (§1.4.2 参照)。「4 方向 × 2」の偏光観測を行うには、HONIR の場合、半波長には Pancharatnum 型の超高帯域タイプのものを用いている。半波長板は回転させることで、半波長板を透過する光の振動方向を変えられ、天体偏光面を光軸に対して回転させたことに等価となる。具体的には、半波長板を 45 度回転させると、振動方向が 90 度回転する。

図 2.5 に HONIR に搭載されている半波長板の写真を、表 2.4 にその諸元を載せる。

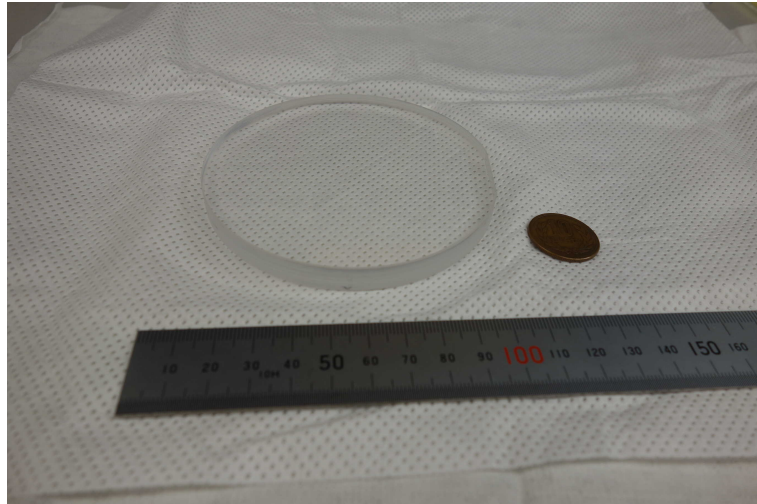


図 2.5: 半波長板 [12]

種類	Pancharatnam type super-achromatic
サイズ	直径 92mm
使用温度	300K 程度 (室温)

表 2.4: 半波長板の仕様 [14]

ウォラストンプリズム

ウォラストンプリズムは、複屈折性 (素子の光学軸に平行な光に対する屈折率と、垂直な光に対する屈折率が異なる性質) を持つ結晶でできたプリズムである。入射光を振動方向が直行している 2 つの成分の光 (常光と異常光) に分解することができる。図 2.6 にウォラストンプリズムの一般的な構造を、図 2.7 に HONIR に搭載しているウォラストンプリズムの写真を載せる。また、表 2.5 にプリズムの諸元を載せる。

材質	LiYF ₄
頂角 α	16.39 度
使用温度	80K
波長域	0.5~2.4 μ m
波面精度	$\lambda/2$

表 2.5: ウォラストンプリズムの仕様 [15]

常光と異常光が重ならずに見測できるように、偏光撮像では望遠鏡焦点面に短冊状のマスク (9'.7 × 0'.75 の視野を 5 スロット) 設けている。また、偏光分光では視野内に 1''.3 のスリットを 2 つ、並びに 2''.2 のマスクを 3 つ設けている。

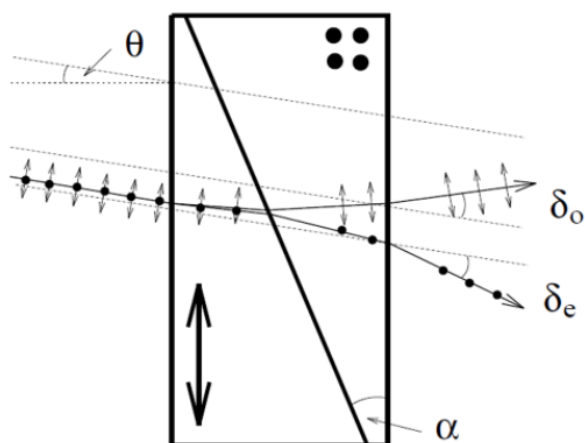


図 2.6: ウォラストンプリズムの一般的な構造 [16]。
左から入射した光が、互いに垂直方向に振動する
常光 (o) と異常光 (e) に分離されて出射されている。
矢印は素子の光学軸並びに光の振動方向を表す。
黒丸は振動方向が紙面に垂直であることを示す。

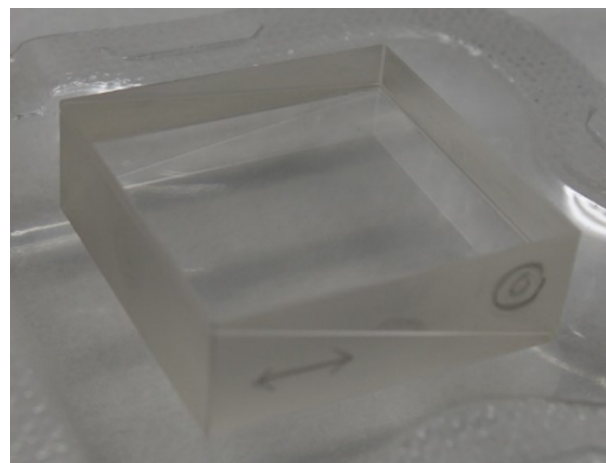


図 2.7: HONIR で用いているウォラストン
プリズムの外観 [12]

2.2 観測内容

私は 2014 年度の冬季に前主系列星 AA Tau の偏光観測を行った。V バンド並びに K_s バンドの偏光撮像と、可視・近赤外線帯域での偏光分光観測である。また、2015 年度冬季に追観測として、V、R、I、J、H、 K_s バンドでの偏光撮像観測を行った。

以下に観測内容の詳細を説明する。

偏光撮像観測

1.4.2 節で述べたように、式 (1.22)、(1.23)、(1.27)、(1.28) を用いて計算することで、ストークスパラメータ $Q/I, U/I$ を求めた。また、式 (1.26) を用いて I を求め、測光を行った。

私が本研究で扱う天体である AA Tau、また比較星として用いた星に関する等級の参考データをそれぞれ表 2.6、2.7 に載せる。AA Tau の露出時間は、以下の表に掲載している等級を参考に見積もった。露出時間の詳しい導出方法は後で詳しく述べる。

可視 (上段は UCAC3, 下段は UCAC4)				赤外 (2MASS)		
B	V	R	I	J	H	K_s
13.34	12.2	11.8	—	9.433	8.546	8.047
16.103	14.312	13.556	12.727			

表 2.6: AA Tau の等級 [mag]。可視は UCAC3(2009 年) および UCAC4(2012 年) カタログ、赤外は 2MASS(2003 年) カタログの値。先行研究 [6] に報告されたように 2012 年以降 AA Tau が減光している。

相対測光に用いる比較星には、先行研究 [6] でも用いられていた J04344511+2424432 (TYC1833-574-1) を選択した。AA Tau は、RA:04 時 34 分 55.42 秒、Dec:+24 度 28 分 52.9 秒に位置しており、J04344511+2424432 は RA:04 時 34 分 45.116 秒、Dec:+24 度 24 分 43.30 秒に位置 (AA Tau に対し、南に 4 分角、東に 10 秒角) していることから、同じ視野内に入れることができるので、この星を比較星に用いることにした。2014 年の 12 月 26 日は、この比較星が視野内になかったため、同じく先行研究 [6] で比較星としていた J04344826+2428532 を選択した。J04344826+2428532 は、RA:04 時 34 分 48.27 秒、Dec:+24 度 28 分 53.2 秒に位置 (AA Tau に対し、東に 7 秒角) している。

バンド	B	V	R	I	J	H	K_s
J04344511+2424432	12.852	11.317	10.728	9.988	8.124	7.474	7.253
J04344826+2428532	16.234	14.408	13.686	12.809	10.671	9.852	9.589

表 2.7: 比較星の等級 [mag]。可視は UCAC4、赤外線は 2MASS カタログの値。

次に観測に必要な露出時間の見積りについて説明する。偏光を議論するためには、0.1% のオーダーで変動を追う必要がある。それを実現するために、達成すべき AA Tau の測定精度 S/N を求め、露出時間を見積もった。

2014 年 12 月 26 日の観測では、UCAC3 並びに 2MASS カタログの値を参考に露出時間を求めた。しかし、実際に観測してみた結果、 V バンドでカタログ値よりも 3–4 等級暗いことが分かった。一方、先行研究 [6] の報告によると AA Tau は 2012 年に約 12 等級から約 15 等級へ減光している。したがって、2012 年の減光が継続していると判断される。そこで、2015 年 1 月 31 日以降の観測では V バンドについては先行研究 [6] の等級を参考にして露出時間を見積もり直した。また、2015 年度冬季に行った R, I, H, J バンドの露出時間は、UCAC4 並びに 2MASS カタログの値を基に見積もった。

以下は、露出時間の導出の手順を示している。

偏光度誤差 0.1% のオーダーで変動を追うために、達成すべき S/N を求める。測光の場合、0.1% の測光誤差を実現するために達成すべき S/N は、

$$S/N = \frac{100\%}{0.1\%} = 1000 \quad (2.1)$$

となる。偏光観測では、常光と異常光の両方を観測することになる。式 (1.6) の I は、常光と異常光を足したものであるから、常光と異常光の両方の誤差を考慮する必要がある。誤差伝播の結果模式的に表したものを式 (2.2) に示す。

$$(I_o \pm \sigma_{I_o}) + (I_e \pm \sigma_{I_e}) \Leftrightarrow I_o + I_e \pm \sqrt{\sigma_{I_o}^2 + \sigma_{I_e}^2} \quad (2.2)$$

誤差伝播の式より、常光と異常光を足すと、誤差は $\sqrt{2}$ 倍となる。よって、偏光度の誤差 0.1% を達成する為の S/N は、 $1000\sqrt{2}$ と求まる。天体が十分に明るい場合、天体からやってくる光子数はポアソン分布と仮定できる。ポアソン分布では、光子の標準偏差は光子数の平方根に等しく、 S/N は式 (2.3) で表される。

$$S/N = \frac{\text{光子数}}{\sqrt{\text{光子数}}} = \sqrt{\text{光子数}} \quad (2.3)$$

よって、 $S/N=1000\sqrt{2}$ を達成するのに必要な光子数は、

$$(1000\sqrt{2})^2 = 2 \times 10^6 \text{個} \quad (2.4)$$

となる。一方で、望遠鏡に入射する単位時間・波長当たりの本来の光子数 $N_{\lambda,t}[\text{photon}/\text{\AA}/t]$ は、 λ (観測している波長帯域 $[\text{\AA}]$)、 m (観測天体の等級)、 A (光を受ける鏡の面積 $[\text{cm}^2]$) を用いて、以下の式で表せる。

$$N_{\lambda,t} = \frac{5.5 \times 10^6}{\lambda} \times A \times 10^{-\frac{m}{2.5}} \quad (2.5)$$

かなた望遠鏡の場合 (主鏡の直径 150cm, 副鏡の直径 32.3cm)、 A は以下の式で表される。

$$A = \text{主鏡の面積} - \text{副鏡の面積} = [(\frac{150}{2})^2 - (\frac{32.3}{2})^2] \times \pi \approx 17000[\text{cm}^2] \quad (2.6)$$

式 (2.5) に関して、 λ 、 m の値が分かると、本来の光子数 $N_{\lambda,t}[\text{photon}/\text{\AA}/t]$ が求まる。しかし、実際には光学素子などの影響で、HONIR の装置効率は 100% ではなく、主鏡にやって来た光の全てを検出器が検出するわけではない。装置効率 (η_{HONIR}) は観測する波長 (バンド) によって異なっており、典型値を表 2.8 に載せる。

バンド	B	V	R	I	J	H	Ks
中心波長 $\lambda[\text{\AA}]$	4435	5492	6535	8088	12485	16380	21455
波長幅 $\Delta\lambda[\text{\AA}]$	1017	1070	1294	1382	1593	2862	3195
装置効率 $\eta_{\text{HONIR}}[\%]$	約 4	約 21	約 20	約 20	約 25	約 30	約 21

表 2.8: HONIR のフィルターの仕様と装置効率。フィルターの諸元は [14]、装置効率は可視は [23]、赤外は [24] で測定された。

$N_{\lambda,t}$ に装置効率を掛けることで、単位時間・単位波長当たりに受けると期待される光子数 $N_{\text{obs},\lambda,t}[\text{photon}/\text{\AA}/t]$ が求まる (式 2.7)。

$$N_{\text{obs},\lambda,t} = N_{\lambda} \times \eta_{\text{HONIR}} \quad (2.7)$$

観測で得られる光子数を求めるには、 $N_{\text{obs},\lambda,t}$ に、観測するバンドの波長幅 $\Delta\lambda$ 、露出時間 Δt を掛ける必要がある。また、偏光観測では、半波長板とウォラストンプリズムにより、2つの偏光成分に分けて光を観測することになる (§2.2.1)。§1.4.2 より 4 方位の観測を行い、式 1.26 より 4 方位の光子数を合計する事を考慮すると、1 セット (=4 方位) 観測で得られる光子数 $N_{\text{obs}}[\text{photon}]$ は式 2.8 で表せられる。

$$N_{obs} = N_{obs,\lambda,t} \times \Delta\lambda \times \Delta t \times 8 \quad (2.8)$$

観測で得られる光子数 N_{obs} が、 2×10^6 個と等しくなるように 1 枚当たりの露出時間 Δt を導くことができる。これによって導かれた Δt は、 V バンドでは非常に長い露出時間 (約 37000 秒) となり、現実的な時間での観測ができない。そこで、 V バンドにおいて偏光度誤差 0.1% は断念して、0.3% を目指すことにした結果、 V バンドで約 5800 秒となった。一枚当たりの露出時間を 150 秒に設定し、半波長板の 4 方向を 1 セットとし、8 セット撮ることで必要な露出時間をカバーするようにした。

観測では nodding という手法を用いた。Nodding というのは、 n 枚目と比べて、 $n+1$ 枚目の観測で、望遠鏡の向きをわずかに移動させて撮ることで、検出器上の天体の位置がわずかにずれて検出されるというものである。この手法で撮ることで、 n 枚目の画像から $n+1$ 枚目の画像を差し引くことで、スカイを差し引くことが出来るというメリットや、欠陥ピクセルにたまたま天体に乗ってそのフレームでは正しい測定が出来なかった場合でも、他のフレームの測定でカバーできるメリットがある。

以下に、本研究の観測内容を表 2.9、2.10、2.11 にまとめる。表には記載していないが、バイアスやダーク、それとフラットフィールドデータも取得した (§3 参照)。

項目	V バンド	Ks バンド
観測期間	2014/12/26～2015/3/28	2014/12/26～2015/3/28
観測した夜数	11	11
一枚当たりの露出時間 [s]	150	10

表 2.9: 2014 年度の AA Tau の偏光撮像観測内容

項目	V バンド	R バンド	I バンド	J バンド	H バンド	Ks バンド
観測期間	2015/12/11～2016/1/18					
観測した夜数	2	3	3	3	3	2
一枚当たりの露出時間 [s]	150	150	120	20	10	10

表 2.10: 2015 年度の AA Tau の偏光撮像追観測内容

データの種類	バンド	観測日
無偏光標準星 HD94851	V, R, I, J, H, Ks	2014/12/24 , 2015/2/6
偏光標準星 HD154445	R, Ks	2015/6/22
偏光標準星 HD155197	V, R, Ks	2014/5/30 , 2015/6/22
ワイヤーグリッド星 HD100888	V, Ks	2015/1/17
ワイヤーグリッド星 HD59997	V, R, I, J, H, Ks	2015/2/12

表 2.11: 本研究で取得した較正データ。ワイヤーグリッド星はワイヤーグリッドを使用してその星を観測したことを表す。

偏光分光観測

偏光撮像観測に加えて、偏光のスペクトル情報を得ることができる偏光分光観測も実施した。但し、偏光撮像に比べて観測限界が浅く、十分な精度が出しにくいことから、限定的な観測に留めた。本観測により、例えば $H\alpha$ 輝線光強度を測定することで、降着円盤から星に向けての降着率を概算することができ、先行研究で得られている降着率と比較することで、減光の原因の手がかりを掴めるかもしれないと考えた。

項目	可視	近赤外線 short	近赤外線 long
観測日	2014/12/26	2014/12/26	2014/12/26
一枚当たりの露出時間 [s]	135	120	120
用いたスリット幅	2''.2	2''.2	2''.2

表 2.12: 偏光分光観測内容

以上の観測モードで、可視は 16 セット、近赤外線は short,long 共に 8 セットずつ偏光分光観測を行った。偏光分光でも偏光撮像と同様に、nodding 手法を用いた。偏光分光で撮った画像において、輝線等が見えている座標が、実際にはどの波長に対応しているのかを知る必要がある。どの波長に対応しているかが分かれば、その波長の輝線等を発する物質が存在するという証拠を得ることが出来るからである。そこで、HONIR では波長が分かっている夜光輝線を用いて波長同定を行なう。また、偏光分光観測により得られた画像のカウント値をフラックスに換算する為に偏光分光でも比較星が必要になる。大気なども含めた天候の条件を同じにするため、ほぼ同時刻・同高度で分光測光標準星を同様に偏光分光で撮った。

但し、本研究においては、観測は実施したものの、偏光撮像観測のデータ解析に重点をおいたため、偏光分光についてはこれ以降は扱わないこととする。

第3章 データリダクション

3.1 取得データの種類

本研究で扱っている観測データを表 3.1 にまとめる。

データの種類	バンド	観測日
AA Tau(比較星含む)	V, R, I, J, H, Ks	2014/12/26~2015/3/28 , 2015/12/11~2016/1/9
バイアス	可視帯域	
ダーク	J, H, Ks	
フラットフィールド	V, R, I, J, H, Ks	2014/12/28 , 2015/12/15
無偏光標準星 HD94851	V, R, I, J, H, Ks	2014/12/24 , 2015/2/6
偏光標準星 HD154445	R, Ks	2015/6/22
偏光標準星 HD155197	V, R, Ks	2014/5/30 , 2015/6/22
ワイヤーグリッド星 HD100888	V, Ks	2015/1/17
ワイヤーグリッド星 HD59997	V, R, I, J, H, Ks	2015/2/12

表 3.1: 本研究で取得したデータ。ワイヤーグリッド星はワイヤーグリッドを使用して観測した明天体

以下にこれらのデータを用いたデータリダクションについて詳しく述べる。

3.2 一次処理

天体を観測して得られた画像には、検出器によるノイズなど天体以外からの光の寄与も受けている (図 3.1)。その為、きちんとデータ処理しないと、正確な情報を知ることは出来ない。

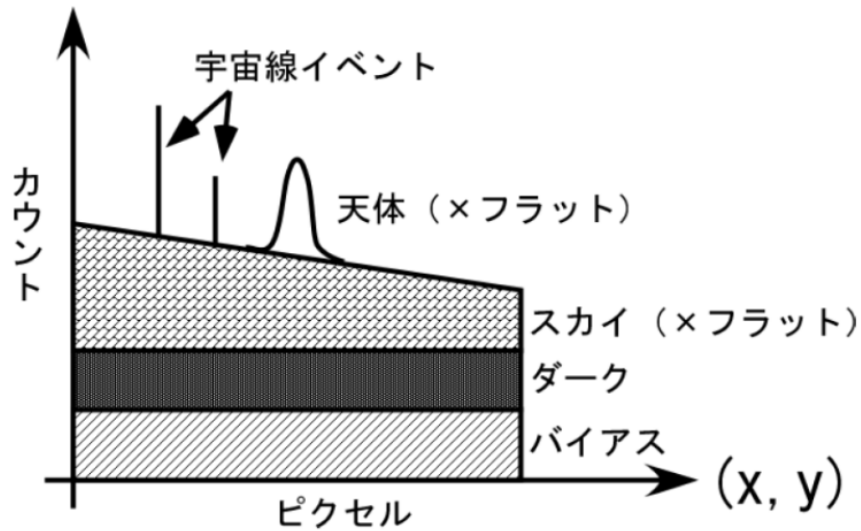


図 3.1: 画像に含まれる信号の種類 [15]

影響を及ぼすノイズは、検出器が電荷を読み出す際に発生するバイアス、電気素子に電圧を加えた時に熱的に発生した電子によって光を当てなくても発生するダーク、そして大気などから放射しているスカイなどがある。また、検出器が全体にわたって同一の感度を有するわけではなく、図 3.1 に「×フラット」とあるように、感度ムラの効果を受けたカウント分布が記録される。つまり、この感度ムラも補正しなければならない (検出器全体に同じ光量を当て感度ムラを割り出したデータをフラットと呼ぶ)。その他の要素として、宇宙に存在している高エネルギーの放射線である宇宙線が入射してくる場合がある。宇宙線が画像内の天体付近に存在していると、天体の光との区別ができなくなるため、補正対象となる。

以下に一次処理のフローチャートを示す。

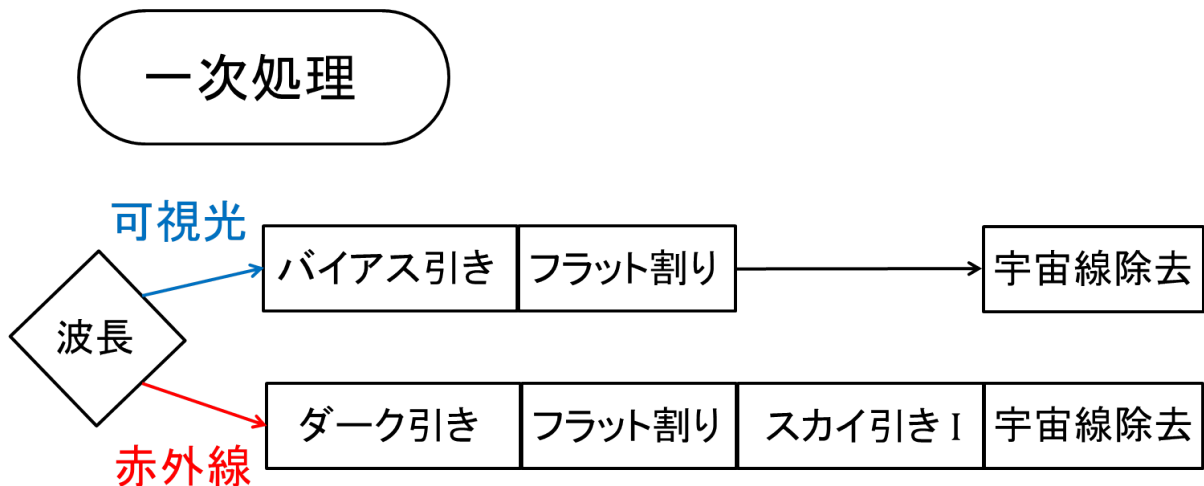


図 3.2: 一次処理のフローチャート

バイアス引き (可視帯域)

電荷を読み出す際に、光が入射しなくても発生するカウントである「バイアス」を差し引く。

シャッターを閉じた状態で露出時間 0 秒の画像を撮影することで、外部からの光の影響を受けていない画像となる。この画像には、検出器が電荷を読み出す時に発生するバイアスのみが反映されているとみなせる。この画像を差し引くことで検出器のバイアスカウントを補正することが出来る。図 3.3 のバイアス引きを行う前後の画像で比較すると、バイアス引きを行う前 (左側) の画像では真ん中付近 (黄色で囲まれた部分) にある白い帯のようなものが、バイアス引きを行った後 (右側) では消えている。但し、バイアスのこのパターンは一般に天体のカウントに比べ弱いため、この図では判りづらいことに注意する。

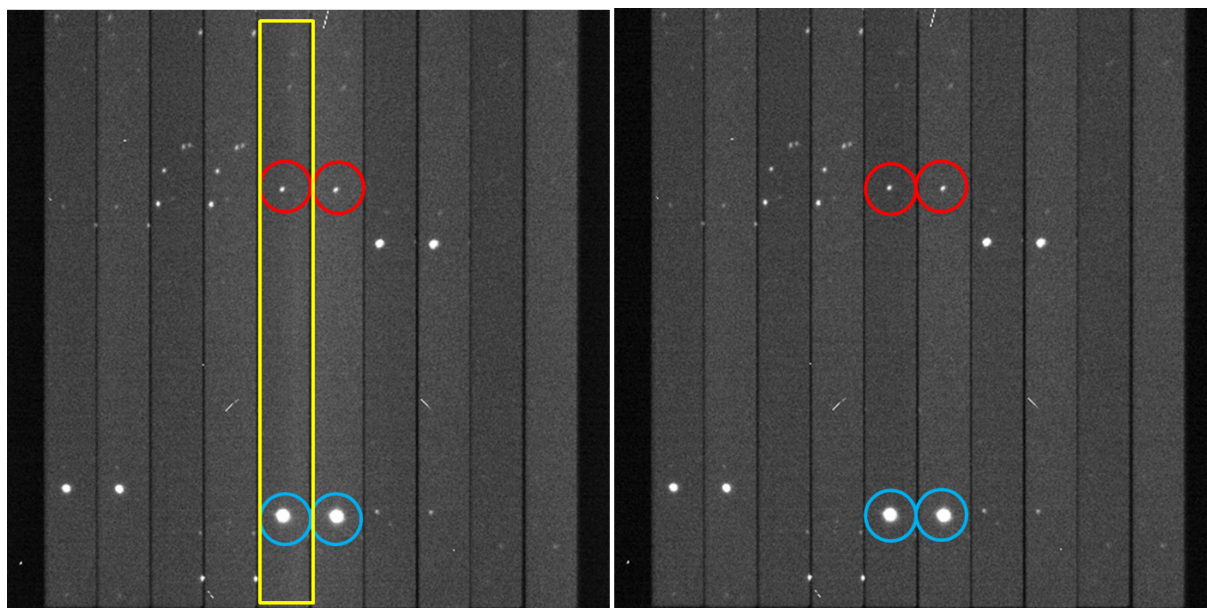


図 3.3: バイアス引き前後の画像。左が引く前、右が引いた後。赤い丸:AA Tau、青い丸:比較星。

ダーク引き (赤外線帯域)

ダーク (暗電流) は温度に依存し、時間が経つと共に蓄積していくノイズである。可視光帯域では、ダークは無視できるほど弱い。しかし、赤外線帯域で用いられる VIRGO 検出器は 75K まで冷やしているものの、ダークは無視できない。また、光学系からの熱放射も効いてくる。そこで、赤外線帯域で観測した画像から、ダークを差し引く必要がある。

検出器に光を入射させずに、天体を撮った露出時間と同じ時間で撮ることで、ダーク画像が得られる。このダーク画像は、外部の光が入ってきていないため、バイアスも含んでいる。よって赤外線帯域の画像ではこのダーク画像を差し引くことで、バイアスノイズとダークノイズの両方を同時に補正することが出来る。

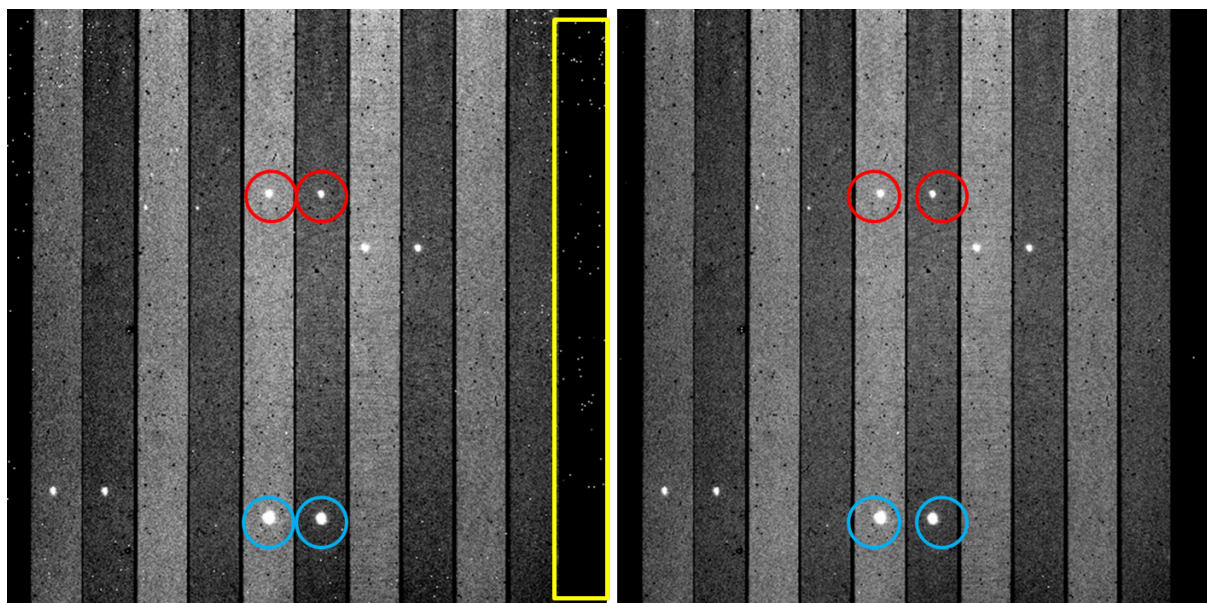


図 3.4: ダーク引き前後の画像。左が引く前、右が引いた後

図 3.4 の左右の画像を比較すると、ダーク引きする前の画像 (左側) では黄色で囲っている部分に白い部分が存在しているが、ダーク引きした後の画像 (右側) では消えているなどの違いが見て取れる。

フラット割り

検出器の全ピクセルに同量の光を当てると、理想的には得られた画像のどこでも同じカウントとなるが、実際は検出器の感度ムラにより異なる値となる。感度ムラを補正するには、検出器全体に一樣な光を当てるフラットフィールド光源のデータを取得して、「フラットデータ」を作成する。かなた望遠鏡では、望遠鏡のトップリングに波長に対して連続的なスペクトルを生成する白熱球を取り付け、ドームについているフラット板を照らし、フラット板で反射した光を望遠鏡を介して測定することで、ドームフラットデータを得る。ドームフラットデータに関して、近赤外帯域ではバイアスやダーク、フラット板で反射した光以外の熱放射成分の寄与が含まれている。可視帯域のフラットはバイアス引きを、赤外線帯域のフラットは、白熱球を切った状態で、同じ露出時間で撮ったデータを、ドームフラットデータから差し引くことで、フラットデータができる。このフラットデータで割ることで、感度ムラを補正することが出来る。

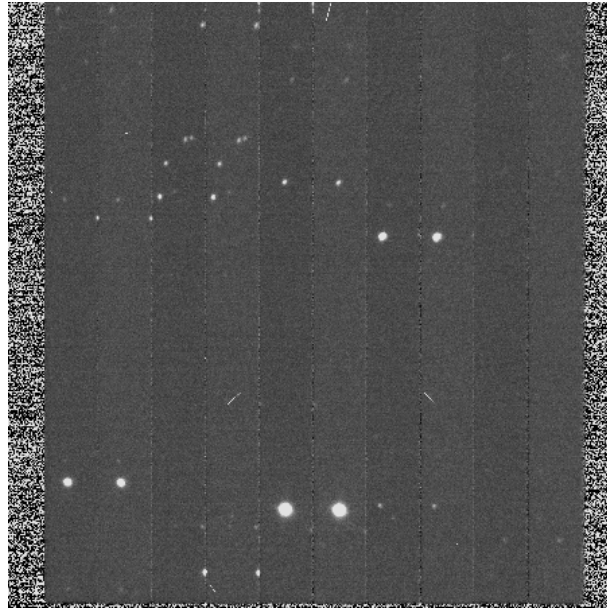


図 3.5: フラット割りした後の画像 (可視)

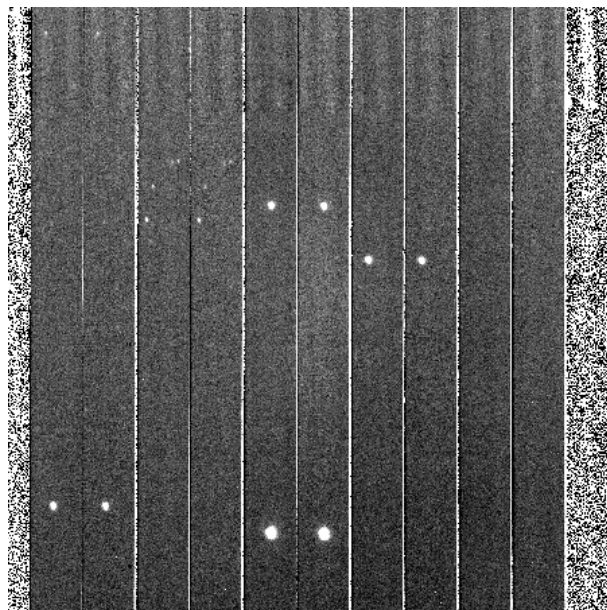


図 3.6: フラット割りした後の画像 (赤外線)

図 3.3 と図 3.5(可視光)、図 3.4 と図 3.6(赤外線) を各々比較すると、図 3.3 や図 3.4 は、左右両端を除いて、全体的にざらついているが、図 3.5 と図 3.6 は、天体が写っている部分以外は概ね平坦な画像になっていることが分かる。画像の左右端にあるざらついている部分は、マスクされていて検出器上で感度が悪いため、フラットデータにおいて、ほぼ 0 のカウントのまわりで、ノイズのせいでわずかにゆらいだものとなっているが、それで割ることで大きなばらつきとなってこのようになっているものである。

スカイ引き I(赤外線帯域)

観測して得られた画像の星のピクセル位置のカウントには、星だけでなく、地球大気などの放射によるスカイ (背景光) のカウントも入っている。このスカイというのは、赤外線帯域では強い OH 夜光輝線の放射があるため大きく影響を与える。可視光帯域では影響は比較的弱いことから、後述の測光時のスカイ差し引きのみで充分であるが、赤外線帯域では、時として星が埋もれて確認しづらくなる時もあるため、測光時より前のこの段階においてスカイ引きを実行する。§2.2 で記述した通り、それぞれの半波長板の回転角に対して複数セットデータを取得した際に、偶数枚目は奇数枚目と比較して、検出器上の星の位置をずらして撮るという nodding という方法を行った。Nodding により撮られたペア画像において、一方の画像から他方の画像を差し引くことで、各ピクセルの感度ムラに依らず、スカイを差し引くことが出来る。

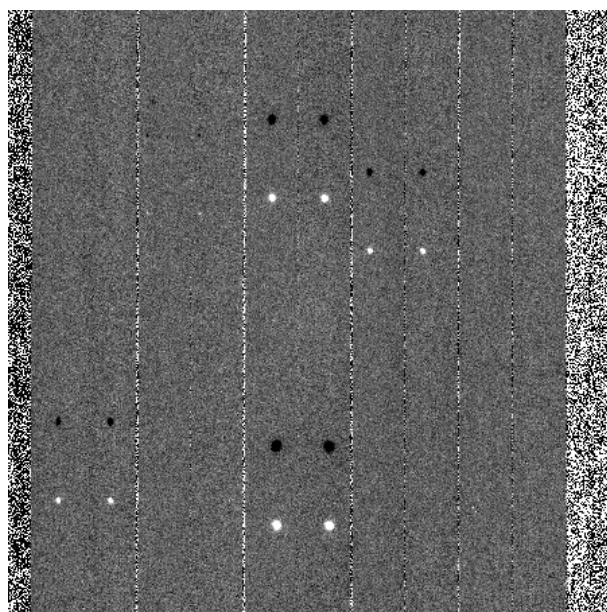


図 3.7: スカイ引きした後の画像 (赤外線)(n 枚目)

図 3.7 を見ると、n 枚目の画像に白い点とその上に黒い点が存在している。これは以下のようにして説明される。すなわち、n 枚目の画像から n+1 枚目の画像を引くと、n 枚目の画像上で、n+1 枚目の画像の星の位置は星のカウント分だけ低くなるので、n 枚目の画像上に黒い点 (カウントが低い) 点が現れる。その他の部分はスカイ引きを行ったためにカウント値が大体 0 付近に収まっている。一方、n+1 枚目の画像から n 枚目の画像を引くと (スカイ引きを行なうと)、白い点と黒い点の位置が逆転した画像となる。

宇宙線除去

観測した画像によっては宇宙線を検出することがある。特に、検出器上で星と宇宙線の位置が近い場合には、測光に悪影響を及ぼすため、宇宙線を除去する必要がある。

今回は、IRAF のタスクとして公開されている `lacos.im` を用いることで、宇宙線を除去した。この際、観測画像の端の方などカウントがおかしくなっている部分が残っていると、正しく宇宙線を検出してくれな

かったり星の光を差し引いたりする場合がある。その為、ターゲット星と比較星が入るように領域を決め、その領域内で `lacos_im` を行い、宇宙線を除去した。

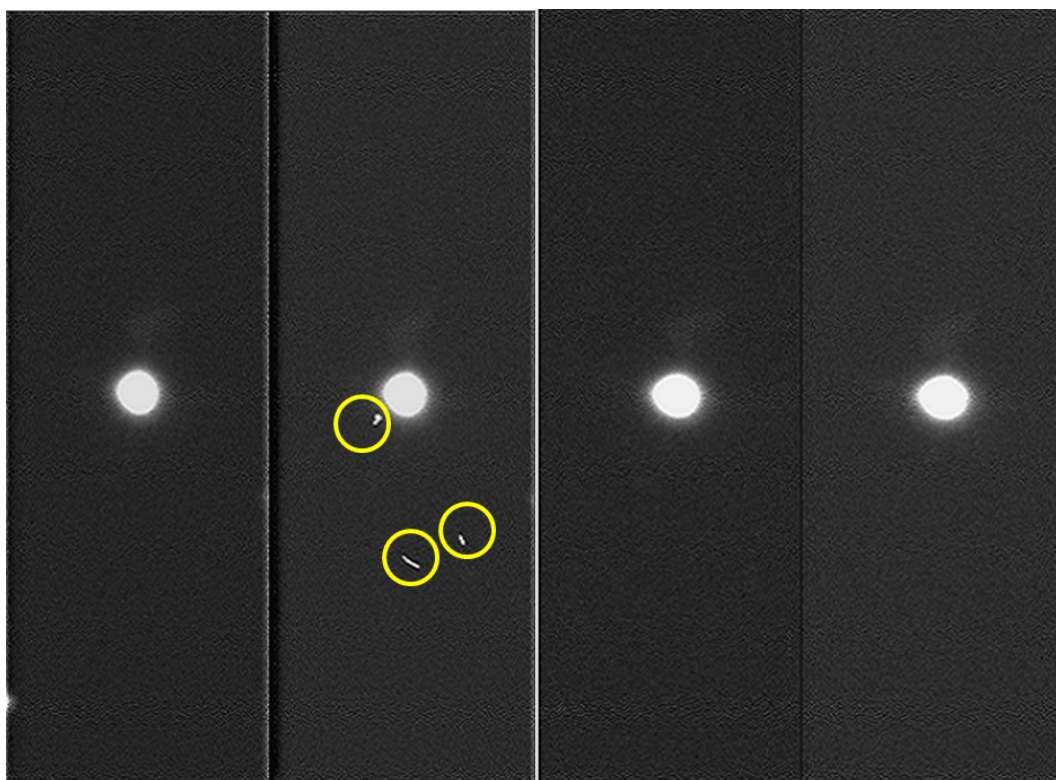


図 3.8: 宇宙線除去前後の画像。左が宇宙線除去前、右が宇宙線除去後。左側の画像に黄色で囲った白い線 (宇宙線) が見られるが、右側では消えている。

宇宙線除去する前の画像 (図 3.8 左) では、右側に星の光とは別に 3 つの白い線みたいなのが見られ、これが宇宙線イベントである。図 3.7 の例では、星の左下にある白い線 (宇宙線) はこの後に行なう開口測光の領域内に入っている。つまり、宇宙線除去せずに開口測光を行なってしまうと、星の光のカウントが正確に測定できなくなってしまう。宇宙線除去後の画像 (図 3.8 右) では、除去する前の画像にあった白い線は 3 つともなくなっている。ただ、宇宙線だけでなく星の光も誤って除去しているかもしれないので、それは確認しなければならない。この画像からでは分からないが、`lacos_im` を行なうと、マスク処理を行ったピクセルの位置を表す `pl` 画像が出来る。この `pl` 画像で確認し、星のカウント値に影響を与えていないことを確認してから作業を継続した。

3.3 偏光撮像データのリダクション

開口測光 (aperture 測光)

今回の研究では、開口測光という測光方法を用いた。開口測光とは、星の光が届いていると考えられる円形の領域 (開口測光領域) を特定し、その円形の外側領域のカウントからスカイを測定する。円形の領域

の各ピクセルのカウンタからスカイを差し引き、そのカウンタを円形領域内で積分したカウンタを、星からの光と考え、そのカウンタから等級を求めるという測光方法である。

§3.2でスカイ引きIに関して述べたが、最終的なスカイ引きは開口測光時に行なう。スカイ引きIは、赤外帯域のみスカイの場所による非一様性や時間に対する不安定性をなるべく除くために行なっていることに注意して欲しい。

星の光が届いている範囲の特定の仕方は、星の光がガウシアン分布になっていると仮定して、半値幅の定数倍と指定することで行う。図 3.9 に開口測光のモデル図を載せる。一般に、開口測光領域は星の半値幅の2〜3 倍程度を半径とする円とするが、今回、星の光が弱いため、半値幅の1.5 倍を半径とする円を開口測光領域とした (図 3.10)。

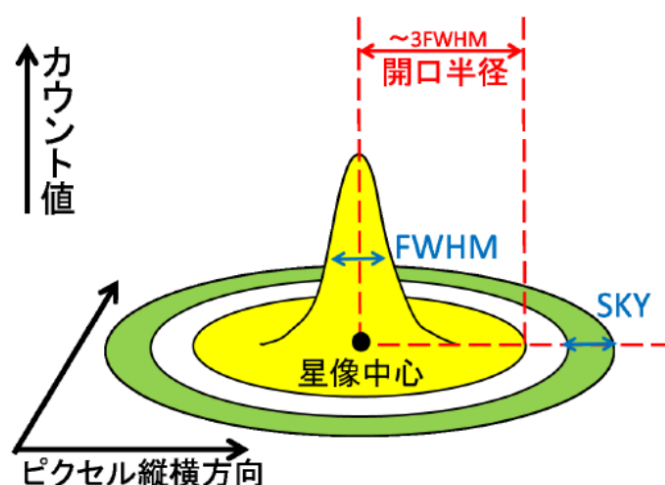


図 3.9: 開口測光のモデル図 [21]

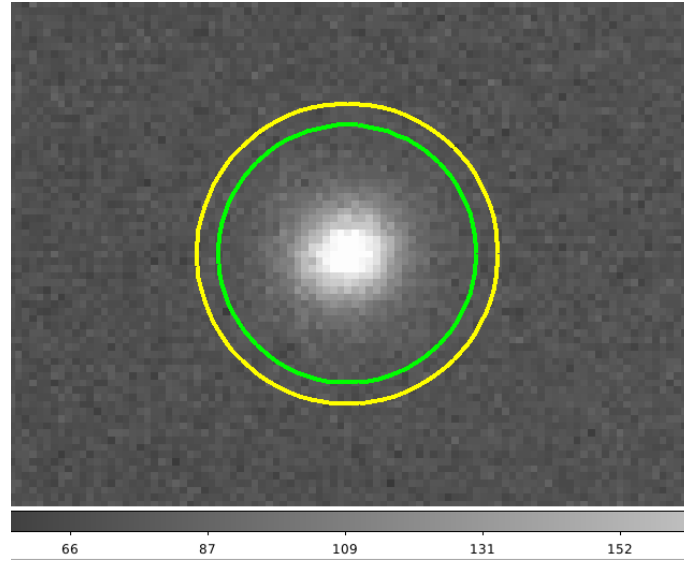


図 3.10: 開口測光領域 (緑色の円) とスカイ領域 (緑色の円と黄色の円の間)。スカイ領域の内縁の半径の典型値は 25pixel、外縁の半径の典型値は 30pixel 程度である。

3.4 測光キャリブレーション

相対測光

一次処理でノイズなどを除去し、開口測光で等級を求めたが、この等級は器械等級と呼ばれる、画像に記録されたカウントから直接等級を求めたものである。しかし、このカウントは天候や大気による減光などの影響を受けている為、正確な値でない。そこで、等級が変動せず既知である星 (比較星) を同じ視野内に入れて観測し、比較星も開口測光を行う。両者は近いので、減光も同じ量であると仮定すると、相対等級 m は、観測天体のカウント F_{obs} と比較星のカウント F_{comp} を用いて、

$$m = -2.5 \times \log_{10} \frac{F_{obs}}{F_{comp}} \quad (3.1)$$

と表せられる。この相対等級 m と比較星の等級の文献値 m_{cmp} の和が観測天体の等級である。

3.5 偏光撮像キャリブレーション

3.5.1 器械偏光

偏光観測により、ストークスパラメータや偏光度・偏光方位角を求めることが出来る。しかし、このまま天体の偏光データとすることはできない。なぜなら、HONIR に搭載されている光学素子などによっても偏光は生じている。その偏光を器械偏光という。星の偏光について調べるためには、器械偏光を差し引かなければならない。

近傍にある星間偏光が極めて小さいと考えられている無偏光星を観測し、そのデータからストークスパラメータを求めることで、器械による偏光を推定する ($[(Q, U)_{\text{inst}}]$)。そのストークスパラメータ $[(Q, U)_{\text{inst}}]$ を天体のストークスパラメータ (Q, U) から差し引くことで、器械偏光を補正する。無偏光標準星として HD94851 を観測し (表 3.2)、器械偏光を見積もった。V バンドで Q, U 共に 0.1% 程度、 K_s バンドで Q, U 共に 0.15% 程度となった。

RA	DEC	V 等級	スペクトル型	偏光度 P	偏光方位角 θ
10 時 56 分 44.2 秒	−20 度 39 分 52 秒	9.2	B9	$0.06 \pm 0.02\%$	—

表 3.2: 無偏光標準星 HD94851 のカタログ値 [17]

3.5.2 器械消偏光

HONIR に搭載されている光学素子などのため、実際の偏光値より低い偏光値が測定される。この効果を器械消偏光と呼ぶ。この器械消偏光を補正するのに、ワイヤーグリッドというワイヤーに垂直方向に振動している光のみを透過させる素子 (100% 偏光度を生成) を用いる。理想上は偏光度 100% が測定されるはずであるが、実際は消偏光されていて 100% 以下の値となる。器械消偏光は偏光度 (パーセント表記) における係数として効いてくるため、天体の偏光度をこのワイヤーグリッド使用時の偏光度で割ることで、器械消偏光を補正した。

消偏光は、波長依存性があることが分かっている為、フィルターを変えて、HD100888 と HD59997 の 2 星を光源として測定した。その結果、どちらも V バンドで約 47%、 K_s バンドで約 92% の値が得られ、それぞれ約 53%、約 8% 消偏光していることが分かった。

3.5.3 偏光方位角のオフセット

偏光方位角も補正しなければならない。一般に偏光方位角の角度の基準 (0 度) は、天球上で天の北極の方向と定義されているが、HONIR の器械座標での偏光方位角の原点方向はオフセットを有する。また偏光方位角の角度の回転方向 (正負の向き) も測定方法により異なることから、測定と補正が必要である。

2 つの偏光標準星 (偏光方位角が分かっている星) HD154445 と HD155197 に関して偏光方位角を測定し、文献値と比較することで、偏光方位角のオフセットと偏光方位角の回転方向が一致しているかどうか調べた。表 3.3 に両標準星の文献値を載せる。

star	RA	DEC	V 等級	スペクトル型	偏光度 P	偏光方位角 θ
HD154445	17 時 05 分 32.2 秒	−00 度 53 分 32 秒	5.6	B1V	$3.67 \pm 0.05\%$	88.6 ± 0.7 度
HD155197	17 時 10 分 15.6 秒	−04 度 50 分 03 秒	9.2	A0	$4.38 \pm 0.03\%$	103.2 度

表 3.3: 偏光標準星 HD154445 と HD155197 のカタログ値。HD154445 は [18]、HD155197 は [17] を参考にした。

表 3.4 に、偏光標準星の偏光方位角のカタログ値と私の解析した結果求めた偏光方位角をまとめた。HD154445 の V バンドのデータはなかったため、偏光方位角の回転方向は必ず複数の星に対するデータが

必要なこと、また標準星がもつ偏光 (星間偏光) m_p 方位角方向の波長依存は小さいと考えられることから、 V バンドのカタログ値と私の R バンドの解析結果を比較した。偏光方位角のオフセットは、回転方向が分かれば、一つの星でも比べられるため、HD155197 に関する V バンドのカタログ値と私の V バンドの解析結果を比較して求めた。

star	カタログ値 (V バンド)	解析結果 (V バンド)	解析結果 (R バンド)
HD154445	88.6 度	—	-30.41 度
HD155197	103.2 度	-17.15 度	-16.7 度

表 3.4: 偏光標準星 HD154445 と HD155197 の偏光方位角のカタログ値 [17],[18] と私の解析結果

表 3.4 で、カタログ値において、HD154445 の偏光方位角から HD155197 の偏光方位角に向かう角度は +14.6 度となっており、一方、私の解析結果では +13.7 度となっている。カタログがもつ偏光方位角の精度は $1-2^\circ$ であり、両者が精度の範囲内で一致したことから、HONIR の偏光方位角の回転方向は天球上の回転方向と一致することがまず判った。

また、このことを考慮しつつ、HD155197 の測定値を見ると、偏光方位角は、カタログ値 103.2 度、私の解析結果 -17.15 度となっており、その差は 120.35 度となっている。この値が偏光方位角のオフセットである。よって、AA Tau の器械偏光方位角の値に 120.35 度を足すことで、赤道座標での偏光方位角の値が得られる。

第4章 結果と考察

4.1 等級、カラー、及び偏光度の時間変化

今回行った、AA Tau の V バンドと K_s バンドの観測結果を図 4.1 に示す。

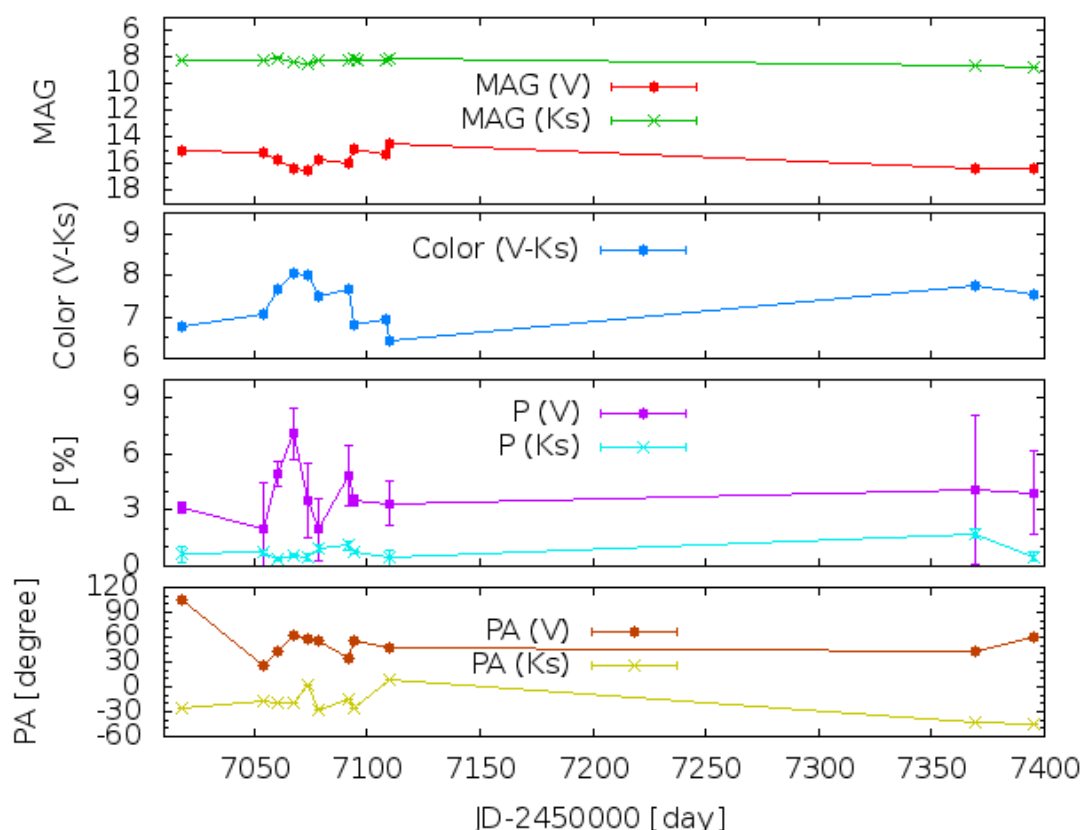


図 4.1: AA Tau の V , K_s バンドでの光度、色指数、偏光度、及び偏光方位角の時間変化。横軸が日数で、縦軸が上から等級、色指数 ($V-K_s$)、偏光度、偏光方位角となっている。

図 4.1 は、AA Tau の光度及び偏光特性の時間変化を示したものである。ここで、最初の点 (JD 24570??; 2014 年 12 月 26 日) はエラーバーが小さいが、この点だけ誤差評価の方法が異なり、誤差が過少評価であるため、信頼性が低いことの留意する。これは、他のデータ点の誤差は標準偏差を用いて誤差を求めたのに対して、12 月 26 日のデータは 2 セットしかなく、平均誤差を用いて誤差を求めているからである。

図 4.1 では、 V バンドで光度 15 等程度、偏光度は 3% 程度を示している。これは 1995 年頃の観測であ

る先行研究 [5](V バンドで光度 12 等程度、偏光度 1% 程度) と大きく異なる値となっている。しかし、より最近の先行研究 [6] の V バンドの ライトカーブでは、2012 年頃に 12 等程度から 15 等程度に減光し、その後 2013 年の初期までは減光したままであることが示されており、本観測により現在も暗い状態であることから、2012 年頃の減光が今までずっと続いていると判断される。波長依存性に関してだが、図 4.1 において可視光の V バンドと赤外線 の K_s バンドを比較すると、ライトカーブにおいて、 V バンドの方が K_s バンドより顕著に変化していることが見て取れる。その結果、準周期的減光した時に V バンドの方が減光量が大きいことから色指数 ($V - K_s$) は大きい値となり、赤化する傾向にある。また、JD 2457070 日付近に、 V バンドで 2 等級ほど減光を示しており、その時に顕著ではないが、偏光度も上昇しているように見える。減光量が少ない K_s バンドにおいては、偏光度もあまり変動していない。これは、先行研究 [5] と同じ現象であるとして説明可能である。つまり、減光は波長依存性を持っており波長が短い (透過力が弱い) ほど減光が顕著であること、また減光した時に偏光度が上昇するということが言える。ここで注意しておくが、準周期的な減光は数日のタイムスケールで起きる現象であり、今回の観測では準周期的な減光の一連を細かくはカバーできてはいないことから、JD 2457050 日から 2457100 日にかけて、増減光が通常見られる準周期的な減光に対応するものかどうかの確証はない。しかし、タイムスケールから、これは準周期的な減光の一部を捕らえたものであると考えられる。

中心星からの光は無偏光だと考えられるが、AA Tau は観測期を通じて、特に可視光域で 1% を超える大きな偏光を示している。これは、中心星からの光が星周円盤内の物質により散乱して、中心星からの直接光 (無偏光) と一緒にその散乱光 (偏光) も観測しているため、結果として偏光を観測することになると解釈される。減光をした時に偏光度が上昇する現象は、中心星からの直接光 (無偏光) が星周物質に遮られた結果、偏光した光の割合が相対的に増大するためだと解釈される。この考えは、可視光よりも透過力の強い赤外線では直接光がほとんど減光されなかったために、 K_s バンドでは光度や偏光度に顕著な変動が見られなかったこととも矛盾がない。ライトカーブやエネルギースペクトル分布から星周円盤の存在が示唆されてきたが、今回それを更に強固とする観測データが得られたことになる。

偏光方位角については V バンド 以外は先行研究でほとんど得られておらず、以前のデータとの整合性は分からないが、 V バンドと K_s バンドで約 90 度と大きく異なる値となった。一般に、偏光方位角は波長によって有意な差はないと考えられているため、減光や偏光の原因である散乱に関して波長依存性があり、異なる偏光生成過程の可能性もあると思われる。そこで、2015 年の 12 月および 2016 年 1 月に波長帯をより細かく分けて、 V 、 K_s バンドに加え、 R 、 I 、 J 、 H バンドでも、偏光撮像観測を行うことにした。その理由は、主に二つある。一つ目は、偏光方位角が V バンドと K_s バンドで大きく異なっており、 V バンドと K_s バンドの間の波長でも偏光撮像観測を行い、偏光方位角が波長によってどのように変化しているのかを調べることで、偏光と波長の関係を詳しく知るためである。二つ目は、2012 年以降続く減光が依然継続しているのであれば、その減光を生じている場所をより制限できるほか、減光前の偏光と比較することで、星周物質の特徴をより詳細に推測できるかもしれないと考えたからである。 R 、 I 、 J 、 H バンドも V や K_s バンドと同様に、 $S/N = 1000$ となるように露出時間を見積もり、偏光撮像観測を 3 日間行った (表 2.10)。その結果を図 4.2 に示す。

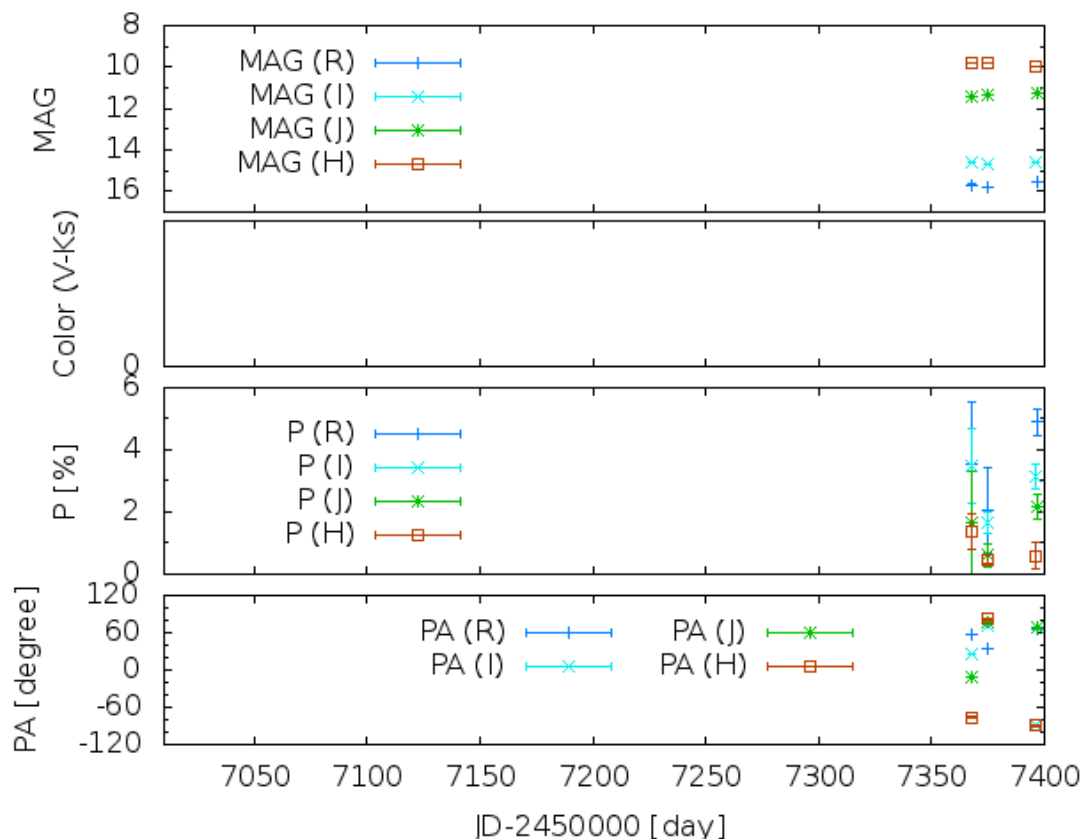


図 4.2: AA Tau の R 、 I 、 J 、 H バンドでの光度、偏光度、及び偏光方位角の時間変化。横軸が日数で、縦軸が上から等級、色指数 ($V - K_s$) (図 4.1 と比較しやすくするために表示)、偏光度、偏光方位角となっている。一番左の点 (初日) は天候が安定しなかったため、信頼性の低いデータとなっている。

図 4.2 より、 R バンドで約 16 等級、 I バンドで約 14.5 等級と、両者の可視バンドにおいても、UCAC4 のカタログに載っている AA Tau の等級 (表 2.6: $R \sim 13.6$ 等級、 $I \sim 12.7$ 等級) と比較して、暗くなっていることが分かる。 R 、 I バンドの観測例について、2012 年頃やそれ以降のデータは報告されていないので、いつから減光しているのかは詳しくは分からないが、 V バンドと同様だとすると、2012 年初頭であると思われる [6]。また、赤外線帯域である J バンド、 H バンドにおいても、それぞれ約 12 等級、10 等級と 2MASS のデータ (表 2.6: $J \sim 9.4$ 等級、 $H \sim 8.5$ 等級) よりやや暗くなっている。しかし、可視帯域と比較したときに、減光量は異なっている (可視: ~ 4 等級、赤外: $\sim 1-2$ 等級)。波長の長い赤外線のほうが可視光よりも減光量が少なく、赤外線の中でも J バンドで約 2.6 等級、 H バンドで約 1.5 等級と、波長が長くなるにつれて減光量が少なくなるという、関係性が見られた。これは前シーズンに V バンドと K_s バンドの結果に見られた準周期的減光の波長依存性と定性的に合致している。

偏光度に関しては、確かに変動しており、短波長ほど偏光度は高い値となった。これについても、1 年前のシーズンの V バンドと K_s バンドの観測で見られていたものと傾向は同じである。しかし、減光した時に偏光度が上昇するという明確な関係性は見られなかった。これには、このシーズンの観測点が少なく、明瞭な準周期的減光を捉えることが出来なかったことも一因であろう。偏光に関して、詳しくは 4.2、4.3 章

で議論する。

4.2 QU 平面で見た偏光ベクトルと星間偏光の見積もり

AA Tau の V 、 K_s バンドでの偏光撮像観測で得られたデータを QU 平面にプロットした図を載せる (図 4.3～図 4.6)。

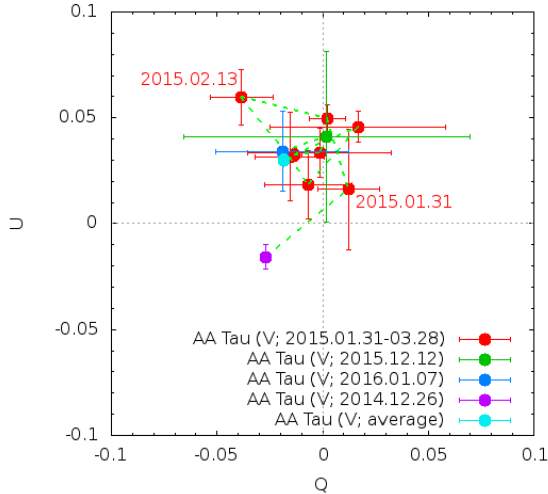


図 4.3: AA Tau の V バンドの QU 平面図。緑色の点線は変動の様子を示している (図 4.5 も同様)。

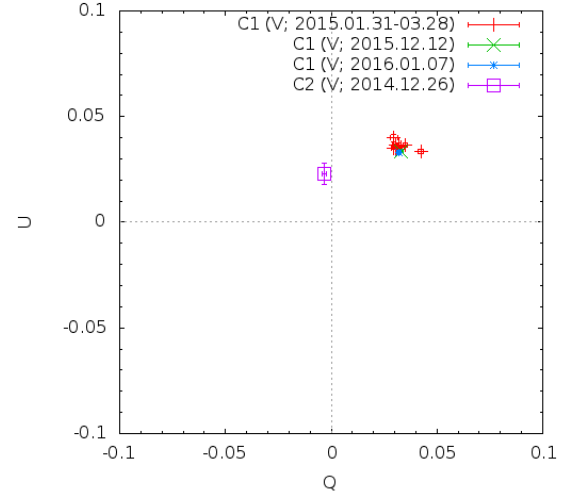


図 4.4: 比較星の V バンドの QU 平面図。C1:比較星 J04344511+2424432、C2:2014 年 12 月 26 日のみ比較星に用いた星 J04344826 + 2428532。

4.1 章に、観測された偏光度 P 、偏光方位角 θ を示した。観測された偏光は、星周円盤により生じる固有偏光と、星系から我々に届く間に生じる星間偏光のベクトル和であると考えられる。よって、4.1 章の図がそのまま AA Tau のデータを示しているわけではない。AA Tau 固有の偏光を議論するためには、星間偏光を取り除く必要があり、星間偏光を、時間的に一定であることや、減光との相関、波長依存性などの情報を用いて推定する必要がある。観測データを QU 平面にプロットしたものが図 4.3 である。QU 平面では、偏光度 P 、偏光方位角 θ の元となっている加算的なストークスパラメータ Q 、 U を用いて偏光を表す。星間偏光は一定で、QU 平面上のある一点で表されることから、QU 平面上での変動を議論することに関しては星間偏光の影響を無視することができる。

比較星に関しては (図 4.4、図 4.6)、 V バンド、 K_s バンド両方とも、QU 平面上で、天候が悪く格別大きいエラーバーとなっている点を除けば、おおよそ同じくらいの偏光方位角 ($2\theta \sim 40 - -50$ 度) となっている。これは今回の観測とそのデータリダクションが一定の信頼性をもつものとして解釈できる。4.1 章でも述べたが、AA Tau に関して、偏光方位角は V バンドと K_s バンドで大きく異なっている (V バンドでは第二象限、 K_s バンドは第四象限)。比較星の結果では、 V バンド、 K_s バンド共に偏光方位角に有意な差は見られないため、偏光方位角の波長依存性は、一般の星に共通ではなく、AA Tau の特性に依るものと推測できる。4.1 章でも述べたが、偏光方位角の波長に対する変化を調べる為に、 V バンドと K_s バンドの間の波長域である、 R 、 I 、 J 、 H バンドについても偏光撮像を行ったので、その結果を図 4.7～図 4.14 に載せる。

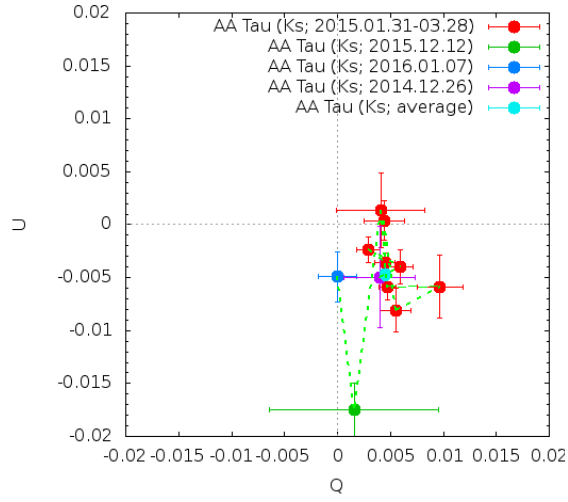


図 4.5: AA Tau の Ks バンドの QU 平面図。

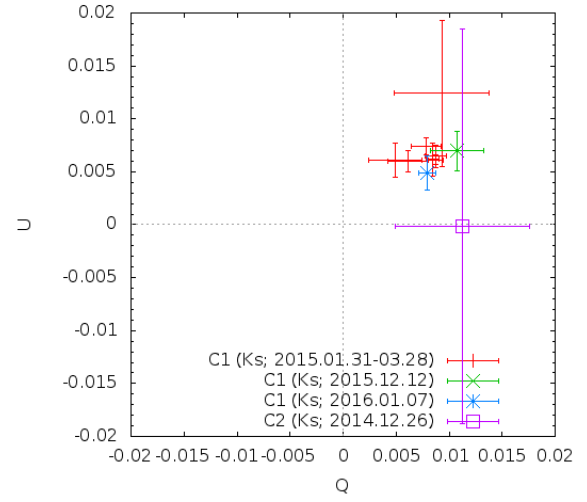


図 4.6: 比較星の Ks バンドの QU 平面図。

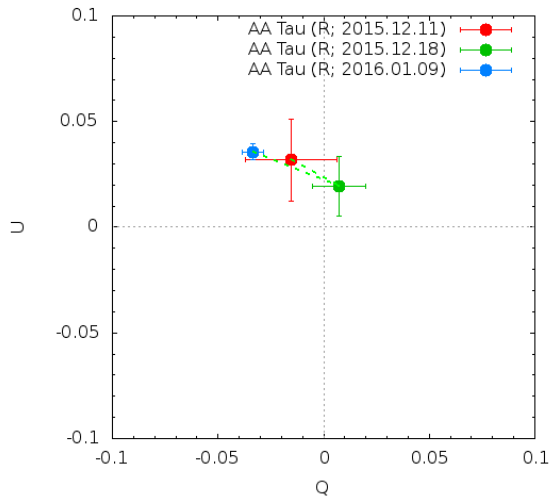


図 4.7: AA Tau の R バンドの QU 平面図。

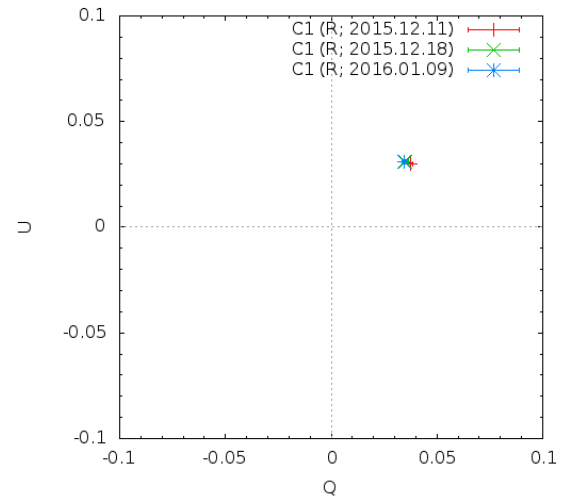


図 4.8: 比較星の R バンドの QU 平面図。

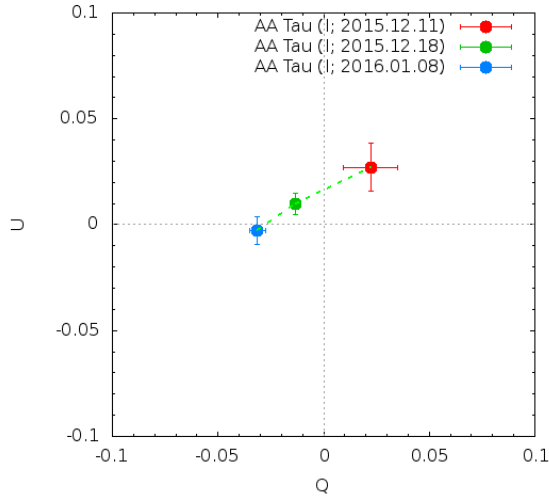


図 4.9: AA Tau の I バンドの QU 平面図。

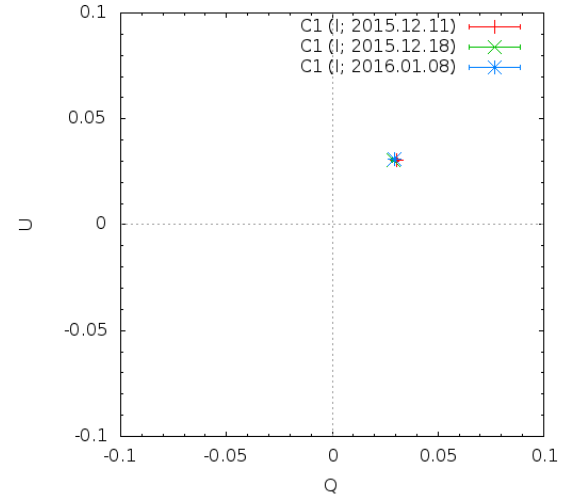


図 4.10: 比較星の I バンドの QU 平面図。

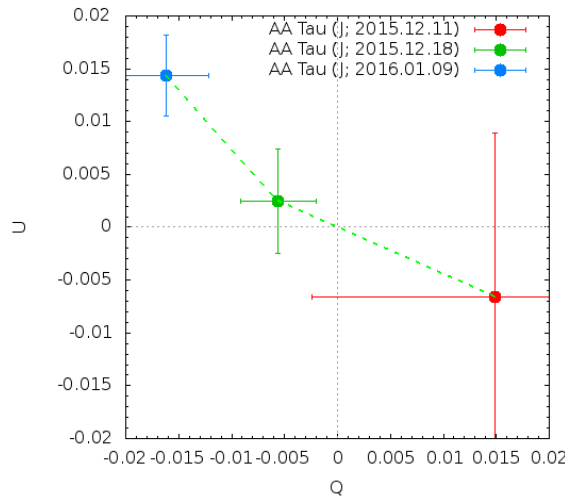


図 4.11: AA Tau の J バンドの QU 平面図。

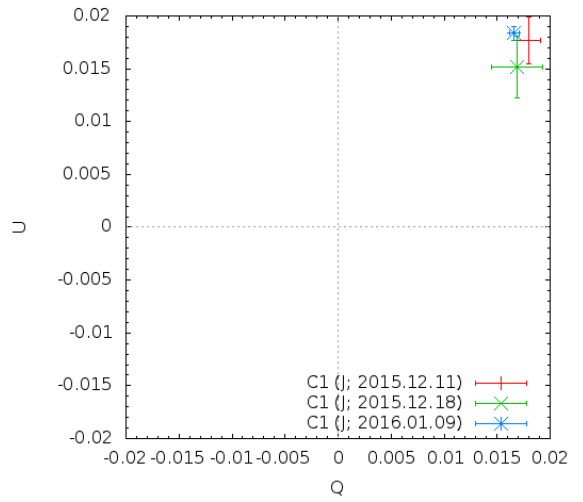


図 4.12: 比較星の J バンドの QU 平面図。

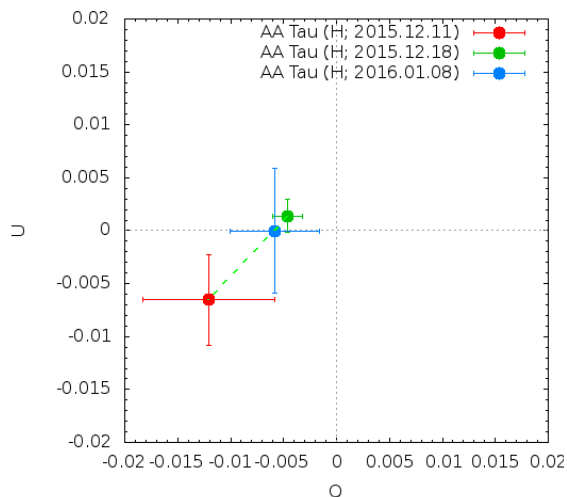


図 4.13: AA Tau の H バンドの QU 平面図。

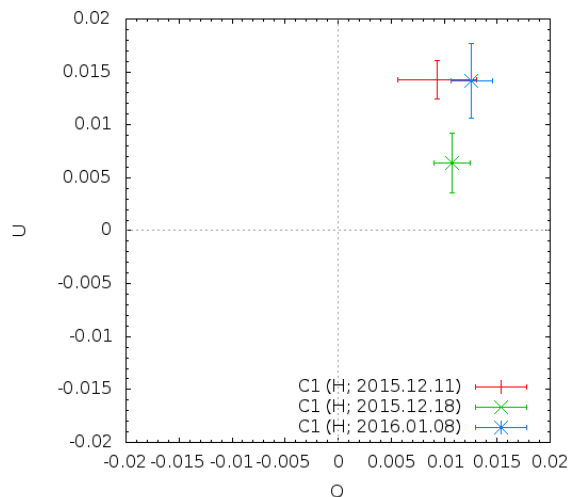


図 4.14: 比較星の H バンドの QU 平面図。

図 4.8、図 4.10、図 4.12、図 4.14 の結果から、比較星は V, K_s バンドだけではなく、全バンドでほぼ同じ偏光方位角を示していることが判る。一方 AA Tau のデータ (図 4.7、図 4.9、図 4.11、図 4.13) では、 R バンドで第 1～2 象限、 I バンドで第 2～3 象限、 J バンドで第 2 象限、 H バンドで第 2～3 象限となっている (V バンドは第 1～2 象限、 K_s は第 4 象限)。例外的な観測点もあるが、全体として、短波長になるほど偏光方位角は QU 平面上で左上に変化する傾向が見られる。また、どのバンドも観測日によって QU 平面上でエラーバーを超えて変動している。星周円盤により偏光が生じており、減光時は中心星からの直接光が減光することによって相対的偏光度が上昇すると考えられるが、偏光方位角もその影響を受け、観測日 (周期のどこに当たるか) によっても偏光方位角が変動しているのではないかと推測できる。

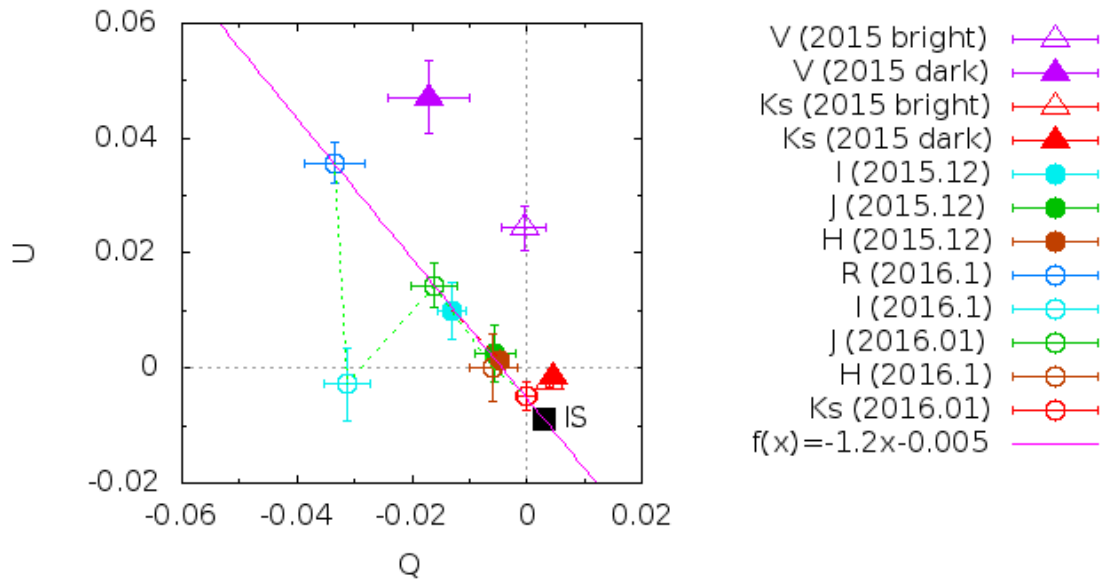


図 4.15: AA Tau の $V \sim Ks$ バンドの QU 平面。原点が右下の位置 (黒色の点線が交わっている点) にあることに注意。ピンク色の直線は QU 平面上でのバンドによる変化を直線でフィットしたものである。図中の黒い点 (IS) は図 4.17 で仮定した Ks バンドでの星間偏光の値である (詳しくは 4.3 章)。

図 4.15 は、2015 年の 12 月、2016 年 1 月に撮った $R \sim H$ バンドの結果と、2015 年の 1 月～3 月に撮った V, Ks バンドの明るい 3 日間の平均と暗い 3 日間の平均をプロットしたものである。 QU 平面上の、 V バンドの明るい状態の点と暗い状態の点を見ると、AA Tau が暗くなると偏光度は上昇し、偏光方位角は左上に変動することが分かる。これは、 QU 平面上で波長依存性を調べた時の、短波長になるほど偏光方位角が左上に変動する傾向とほぼ同じ方向となっている。つまり、偏光方位角の波長依存性は、波長が短波長になるという条件時と、AA Tau が暗くなるという条件時に同様の変動を見せることになる。この変動方向を直線でフィッティングしたピンク色の線 (傾き -1.2) は、 Q 軸の正方向と約 130 度の角度をなしている。偏光方位角は、この角度 130 度の半分なので、約 65 度となる。光散乱には中心星により近い星周物質が効きやすいことから、天球面上で中心星から見たときの、この偏光に寄与する星周物質が存在する方向は、偏光方位角と垂直な角度をなしていることから、天球上で北に対して、 $150 \sim 160$ 度程度だと考えられる。散乱物質が星周円盤の内縁付近の物質であると仮定すると、星周円盤の内縁付近は方位角 $150 \sim 160$ 度 (及び $330 \sim 340$ 度) の軸に沿った向きに存在することを示唆する。

一方、高空間分解イメージ [20] では、星周円盤の外側の中心軸方向の方位角が $PA = 187$ 度、中心星から出ているジェットの方角が $PA = 183$ 度と求められていた。つまり、星周円盤の見かけの長軸方向は、

方位角 97° 程度 (及び 27°) の軸に沿っている。すなわち、我々の結果から推定される円盤内側の方向とは 60° ほど、有意にずれている。これは、星周円盤の内側と外側で回転軸が異なっていることになるが、そのような構造は他の T Tauri 型星では報告されておらず、円盤の内側で中心星の持つ非軸対称性 (例えば星周円盤の回転軸と大きく傾いた自転軸や双曲磁場など) による影響などを考えない限り、物理的解釈は難しい。より可能性の高い解釈として、星周円盤の内側は円盤全体とは異なる物質分布をしていて、偏光方位角 65° を生じさせる散乱物質が星周円盤の内縁部にあり、それが偶然測定されたと考えられる。

過去の可視偏光観測 [22] では、T Tauri 型星において観測日によって偏光方位角が変動している。この変動は、散乱の原因であると思われる非一様な降着円盤内の物質が星の周りを回転していることによって固有偏光が変化し、それと星間偏光とのベクトル和で決まる偏光方位角が変化したとして理解される。今回の AA Tau においては、星周物質による中心星の掩蔽が効き、2012 年以前より暗い状態にあると考えられる。先行研究 [20] は、2012 年の減光前のデータであることから、円盤の状態に何らかの変化があり、固有偏光にも変化があったとしてもおかしくはない。

また、2015 年のデータは 2016 年のデータと比較して、 QU 平面上で右上方向に、 1.5% ほどずれている。この現象は、 V, Ks バンド 両方に存在するが、 V バンドの方が顕著である。この現象は比較星に関して、 V バンドでは見られておらず、 Ks バンドでもずれているとは言いづらい。これは、2015 年は右上方向の 1.5% ほどの別の偏光成分を持っていた、もしくは 2015 年から 2016 年にかけて、この逆ベクトルの成分が新たに発生したと説明できる。

4.3 固有偏光のメカニズムと AA Tau の星周構造

AA Tau で観測される偏光は星周物質による散乱で生じていると考えられる。この章では散乱による偏光である固有偏光について調べる。

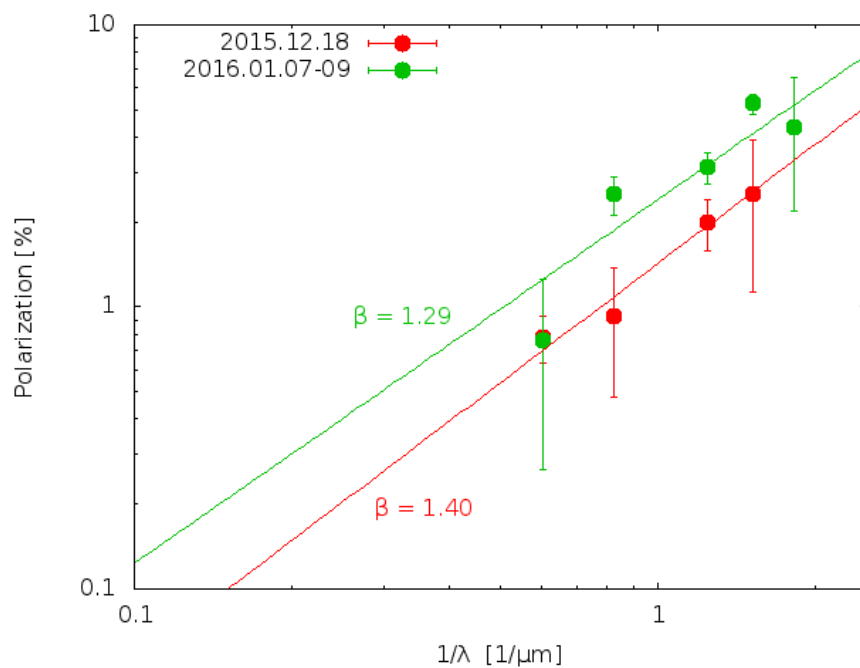


図 4.16: Ks バンドの Q 、 U 値を全バンドの星間偏光として仮定した場合の AA Tau の固有偏光の波長依存性。2016 年 1 月に撮った Ks バンドの QU 値を原点として、他のバンドにおいて QU 値を求め、偏光度 P をプロットした。2 本の曲線は $P = C \times \lambda^{-\beta}$ で表されるもの (C は比例係数) で、 β は波長の何乗に反比例するかを示している。対数表示にしているために基準になった Ks の点はプロットされていない。

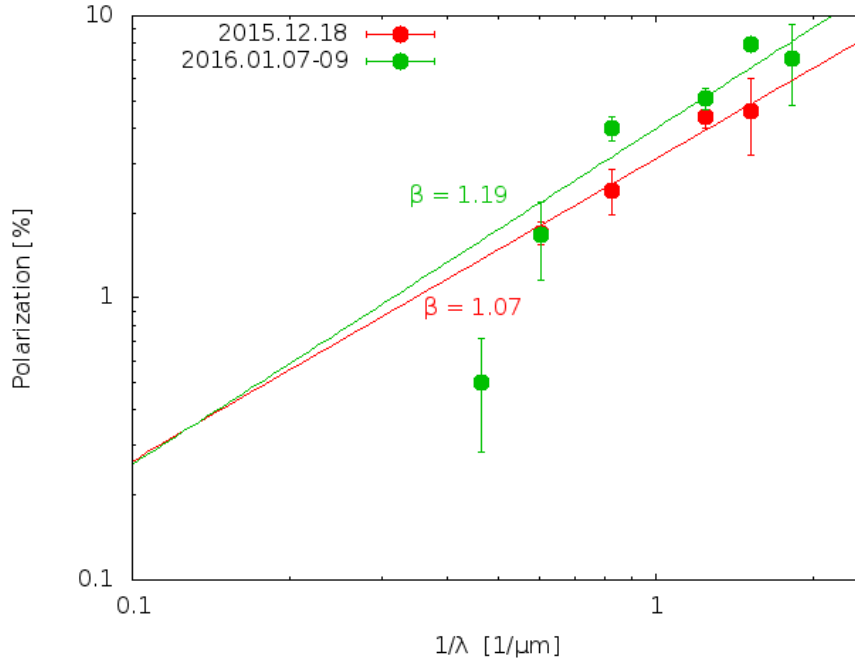


図 4.17: Serkowski-type の波長依存性を星間偏光モデルとして仮定した場合の AA Tau の固有偏光の波長依存性。図 4.16 とは星間偏光モデルがやや異なるが、波長依存性の傾き (指数) は大きくは変化しないことがわかる。

図 4.16 は、星間偏光成分として、2016 年の 1 月の K_s バンドの QU 平面上での位置を採用し、他バンドにおいても一定であると仮定して差し引き、偏光度を算出することで、固有偏光成分を比較しているものである。一方、星間偏光は典型的な波長依存性 (Serkowski curve) をもち、ピーク波長にもよるが、 R バンドでは K_s バンド よりも数倍大きな偏光を持つことが考えられる。図 4.16 は、星間偏光のピークとなる波長が長めで可視域でも星間偏光度があまり変わらないと仮定できるとした上で、星間偏光の点を K_s バンドの測定値付近にあると仮定し、プロットした。図 4.15 で増光時、つまり無偏光成分が卓越したときに生じる固有偏光成分か星間偏光成分のベクトル方向を示すことが期待され、その偏光方位角が同じ向きを示したことから、星間偏光は、方位角で $(130 + 180)/2 \cong 155^\circ$ のベクトル成分をもつと推測されるので、星間偏光は、図 4.15 の 2016 年 1 月のデータ点に沿って左上から右下に線 (ピンク色の線) を引いた時に、この線に沿って K_s バンドよりもさらに右下の方にくることも考えられる。図 4.17 は、図 4.15 のピンク色の線上で、 K_s バンドから右下方向に 0.5% 移動した点 (IS) を K_s バンドの星間偏光のもう一つの Q 、 U 値として仮定し、Serkowski の法則 [25] に最大波長の典型値 $0.55\mu\text{m}$ を代入することで、他バンドの星間偏光を見積り、図 4.16 と同様にプロットしたものである。図 4.16、図 4.17 において、固有偏光成分は波長依存性 ($P = C \times \lambda^{-\beta}$; C は比例係数) を持っていることが判る。波長依存性の指数である β の値は 1.07–1.40 となっており、ほとんど変わらないことから、星間偏光のモデルによらずに、 $\beta \cong 1 - 1.5$ 程度の値をもつことが判った。

微粒子による散乱は、主にレイリー散乱とミー散乱が挙げられ、レイリー散乱は光の波長の数十分の 1 以下のサイズの小さな粒子による散乱であり、ミー散乱は光の波長程度のサイズによる粒子による散乱だと

区別される。レイリー散乱の場合、散乱係数が λ^{-4} に比例することが分かっている。今回の結果では、散乱係数が λ^{-1} 程度であり、ミー散乱的であると推測できる。また、やや大きめのサイズのダストが混じった星間ダストサイズによる散乱・吸収の影響は、 λ の約-1 乗に比例することが判っている。よって、AA Tau の偏光の原因である散乱物質のサイズは星間ダストサイズ程度だと推測され、典型値としては $0.1\mu\text{m}$ 程度だろうと考えられる。

第5章 まとめ

前主系列星に関して、ALMA 望遠鏡による観測などで、円盤の外側 (中心星から数十 AU 離れた位置) のことは少しずつ分かってきているが、円盤の内側 (中心星から 1AU 程度) に関しては、星周円盤のダスト等に囲まれていて円盤の内縁付近などは良く分かっていない。前主系列星の T Tauri 型星の中には、AA Tau という、高い傾斜角で、星周円盤を赤道方面から観測される星がある。AA Tau は星周円盤によると考えられる準周期的な減光を示すことから、空間的に分解不可能な星のごく周辺の星周構造を観測的に知り得る貴重な T Tauri 型星である。我々は、星周円盤内の物質分布や偏光の起源を知る為に、この AA Tau を可視と近赤外線同時偏光観測を行い、光度や偏光度等の波長依存性を調べた。

観測は、広島大学 1.5m かなた望遠鏡に取り付けられた可視赤外線同時カメラ HONIR を用い、2014 年の 12 月から 2015 年の 3 月に可視光帯域の V バンドと近赤外線帯域の K_s バンドで、2015 年の 12 月から 2016 年の 1 月にかけて、 V バンドから K_s バンドまでの 6 つの波長帯で、それぞれ偏光撮像モードで実施した。

光度変動と偏光度の関係性を調べるために、 $V \sim K_s$ バンドの光度や偏光の時間依存性を求めた。先行研究 [6] で V バンドで 2012 年頃に暗くなっていた現象が報告されていたが、現在も暗くなったままであることが分かった。さらに本研究では、 V バンドで数日間オーダーの減光も見られ、その際、偏光度も上昇する傾向も見つかった。これは、過去の可視域の偏光観測の結果と類似しており、星周円盤の出っ張り部が視線に入り、星からの無偏光な光が隠された結果だと考えられる。一方、 K_s バンドでは V バンドほどの減光は見られず、偏光の変動もほとんどしていなかった。 K_s バンドは V バンドより波長が長いので、 $0.1\mu\text{m}$ サイズの星周ダストに対する透過力が強く、減光の影響を受けにくかったと解釈できる。この解釈は、2016 年の追観測で行った $R \sim H$ バンドにおいてもその傾向が見られており、信頼性は高いと思われる。

観測された偏光の波長依存性について、QU 平面上で波長が短くなるほど原点付近から左上方向 (Q 軸に対して 130 度の角度をなす方向) に変動していることが分かった。また、2015 年の V バンドのデータで明るい状態と暗い状態での QU 平面図上の位置を比較すると、暗くなると同様に左上方向に変動し、波長が短くなるにつれて変動した方向とほぼ同じ方向となった。これらの原因として、可視光は近赤外に比べ、ダスト等による散乱・吸収の効率が大きいので、固有偏光成分が相対的に大きくなるということが考えられる。また、暗い時期も、AA Tau からの直接光が減るので、相対的に固有偏光成分が大きくなることが予想される。よって、偏光の変動を示すこの左上方向 (Q 軸の正方向と約 130 度の角度) が固有偏光成分の QU 平面上の方向を表しており、天球上の偏光方位角 = 60–70 度程度の固有偏光成分が存在することが推測できる。近赤外域の偏光が小さく且つ変動も小さいことから、可視域で観測された大きな偏光への星間偏光の寄与は小さく、固有偏光が支配的であると考えられることから、AA Tau からの直接光が歪な形状の円盤で隠されることによって光度と偏光の変動が生じていそうである。散乱により生じた偏光方位角の方向は、散乱物質の向きを示していると考えられる。偏光を生じる散乱物質が星周円盤であると仮定した場合、散乱は主に星周円盤の内縁部で生じていると思われるため、天球上での星周円盤の内縁部が中心星に対してなす向きは、方位角 150–160 度と 330 – 340 度を結ぶ軸沿っていると考えられる。しかし、ハッブル宇

宙望遠鏡で観測されている 100AU スケールの星周円盤の中心軸方向の方位角は $PA = 187$ 度、つまり、円盤の見かけの長軸方向は方位角 97 度 — 187 度の軸上に沿っている。星周円盤の内縁部には、円盤全体とは傾向の異なる分布を定常的に持つ物質が存在しており、固有偏光を生じさせているものと考えられる。

星間偏光を 2 種類の方法で見積もり、固有偏光度の波長依存性を求めると、星間偏光のモデルにほとんどよらずに波長 λ の -1 乗程度に比例している結果が得られた。このことから、AA Tau の偏光の原因である散乱物質のサイズは星間ダストサイズと同程度であると推定される。

謝辞

本論文を作成や前主系列星の研究を行なうにあたり、指導教官である川端先生には大変お世話になりました。前主系列星としての知識がなかった私に、丁寧に指導してくださった秋田谷先生には感謝しております。東京大学国際高等研究所カブリ数物連携宇宙研究機構の森谷さんには、HONIRでの観測方法や取得したデータの解析方法などから、発表練習や論文作成に至るまで、大変お世話になりました。この場を借りて感謝を申し上げます。誠に有難う御座いました。

参考文献

- [1] http://spaceinfo.jaxa.jp/ja/birth_of_the_sun.html
- [2] Alves, Joo F.; Lada, Charles J.; Lada, Elizabeth A. "Internal structure of a cold dark molecular cloud inferred from the extinction of background starlight" *Nature*, Volume 409, Issue 6817, pp. 159-161. (2001)
- [3] Bachiller, Rafael "Bipolar Molecular Outflows from Young Stars and Protostars" *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Volume 34, 1996, pp. 111-154. (1996)
- [4] Bastien, P. "A linear polarization survey of southern T Tauri stars" *Astrophysical Journal Supplement Series* (ISSN 0067-0049), vol. 59, Oct. 1985, p. 277-291. (1985)
- [5] F. Menard, J. Bouvier, C. Dougados, S. Y. Mel'nikov, K. N. Granki "Constraints on the disk geometry of the T Tauri star AA Tau from linear" *Astronomy and Astrophysics*, v.409, p.163-167. (2003)
- [6] J. Bouvier, K. Grankin, L. E. Ellerbroek, H. Bouy, and D. Barrado "AA Tauri's sudden and long-lasting deepening: enhanced extinction by its circumstellar disk" *Astronomy & Astrophysics*, Volume 557, id.A77, 9 pp. (2013)
- [7] C. F. Esau, T. J. Harries, J. Bouvier "Line and continuum radiative transfer modelling of AA Tau" *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 443, Issue 2, p.1022-1043. (2014)
- [8] 現代の天文学『星間物質と星形成』 福井 康雄 他 編
- [9] http://www.hiroshima-u.ac.jp/hasc/institution/hho_kanata/
- [10] <http://www.hiroshima-u.ac.jp/hasc/institution/telescope/abstract/index.html>
- [11] <http://hasc.hiroshima-u.ac.jp/instruments/honir/>
- [12] <http://1601-031.a.hiroshima-u.ac.jp/honir/limited/pictures/>
- [13] Akitaya, Hiroshi et al. "HONIR: an optical and near-infrared simultaneous imager, spectrograph, and polarimeter for the 1.5-m Kanata telescope" *Proceedings of the SPIE*, Volume 9147, id. 91474O 15 pp. (2014)
- [14] <http://1601-031.a.hiroshima-u.ac.jp/honir/wiki/>
- [15] 浦野剛志 広島大学修論. "ブレーザー天体 S5 0716+714 の可視光・ガンマ線観測による時間変動の研究" (2014)

- [16] Oliva, E.; Gennari, S.; Vanzi, L.; Caruso, A.; Ciofini, M. "Optical materials for near infrared Wollaston prisms" A & A Supplement series, Vol. 123, May II 1997, 179-182. (1997)
- [17] Turnshek, D. A.; Bohlin, R. C.; Williamson, R. L., II; Lupie, O. L.; Koornneef, J.; Morgan, D. H. "An atlas of Hubble Space Telescope photometric, spectrophotometric, and polarimetric calibration objects" *Astronomical Journal* (ISSN 0004-6256), vol. 99, April 1990, p. 1243-1261, 1344-1377. (1990)
- [18] Wolff, Michael J.; Nordsieck, Kenneth H.; Nook, Mark A. "A Medium-Resolution Search for Polarimetric Structure: Moderate Y Reddening Sightlines" *Astronomical Journal* v.111, p.856. (1996)
- [19] Gdel, M.; Briggs, K. R.; Arzner, K.; Audard, M.; Bouvier, J.; Feigelson, E. D.; Franciosini, E.; Glauser, A.; Grosso, N.; Micela, G.; Monin, J.-L.; Montmerle, T.; Padgett, D. L.; Palla, F.; Pillitteri, I.; Rebull, L.; Scelsi, L.; Silva, B.; Skinner, S. L.; Stelzer, B.; Telleschi, A. "The XMM-Newton extended survey of the Taurus molecular cloud (XEST)" *Astronomy and Astrophysics*, Volume 468, Issue 2, June III 2007, pp.353-377. (2007)
- [20] Andrew W. Cox , Carol A. Grady, Heidi B. Hammel, Jeremy Hornbeck, Ray W. Russell, Michael L. Sitko, Bruce E. Woodgate "Imaging the Disk and Jet of the Classical T Tauri Star AA Tau" *The Astrophysical Journal*, Volume 762, Issue 1, article id. 40, 7 pp. (2013)
- [21] 上野一誠 広島大学修論. " 爆発 1 年後にダスト生成を示した IIIn 型超新星 SN 2010jl の観測的研究" (2014)
- [22] Vink, Jorick S.; Drew, Janet E.; Harries, Tim J.; Oudmaijer, Ren D.; Unruh, Yvonne "Probing the circumstellar structures of T Tauri stars and their relationship to those of Herbig stars" *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 359, Issue 3, pp. 1049-1064. (2005)
- [23] 原尾達也 広島大学修論. " かなた望遠鏡用可視近赤外同時カメラ HONIR の撮像モードの性能評価" (2012)
- [24] 大橋佑馬 広島大学卒論. " かなた望遠鏡用可視赤外線同時カメラ HONIR の検出器・光学系に関する性能評価" (2013)
- [25] Serkowski, K.; Mathewson, D. S.; Ford, V. L. "Wavelength dependence of interstellar polarization and ratio of total to selective extinction" *Astrophysical Journal*, vol. 196, Feb. 15, 1975, pt. 1, p. 261-290. (1975)