

MOA1における 銀河中心領域の変光星データベース構築

名古屋大学大学院 理学研究科素粒子宇宙物理学専攻 宇宙地球物理系

中村 俊作

概要

我々、MOA(Microlensing Observations in Astrophysics)プロジェクトではニュージーランドのマウントジョン天文台で長期間観測を行っている。観測の特徴は特定領域の天空を1夜に複数回の観測をする点にある。赤道儀式の口径61cm B&C光学望遠鏡による1995年5月から2005年10月(MOA1)までの観測と2005年4月(MOA2)から経緯台式の有効口径180cmの光学望遠鏡での観測で得られたデータに分かれる。その中で私はB&C61cm望遠鏡を使って得られた観測データを解析した。

本論文では長期間のデータが蓄積され、同時に大量の変光星データ蓄積されていることに着目しB&C観測データの変光星データベース構築を試みたものである。観測データ中には短周期から長周期(1年以上)にわたる様々な周期の変光星が含まれていると考えられる。大マゼラン雲における変光星の研究は野田氏(名大宇宙線記事第2号2002年)によって行われている。一方、これまでの銀河バルジ領域の解析は、主として重力マイクロレンズ現象の検出を目的になされたものであった。変光星の分類を目的とした銀河バルジ領域のデータ解析は今回が初めてである。私は2000年5月~2005年10月の観測データから、銀河バルジ方向約18平方度の領域(1.3×14)での、約58万個の変光星データベースを構築した。

目次

| | | |
|----------|----------------|-----------|
| 1 | 序論 | 4 |
| 2 | 恒星 | 11 |
| 2.1 | 恒星の分類 | 11 |
| 2.2 | 黒体輻射 | 11 |
| 2.3 | 等級の定義 | 12 |
| 2.4 | 星のスペクトル型 | 13 |
| 2.4.1 | スペクトル分類 | 13 |
| 2.4.2 | スペクトル型と表面温度の関係 | 13 |
| 2.5 | HR図 | 14 |
| 2.6 | 色指数 | 17 |
| 2.6.1 | 色指数とその定義 | 17 |
| 2.6.2 | 色指数と表面温度 | 18 |
| 2.7 | 様々な変光星 | 20 |
| 2.8 | 脈動する星 | 21 |
| 2.8.1 | 脈動変光星 | 22 |
| 2.8.2 | 脈動の原理 | 24 |
| 2.8.3 | 脈動の周期 | 25 |
| 3 | 観測装置 | 27 |
| 3.1 | 望遠鏡 | 27 |
| 3.2 | CCDカメラ | 27 |
| 3.3 | データ取得システム | 31 |
| 4 | 解析 | 33 |
| 4.1 | 観測データ | 33 |
| 4.2 | 画像処理 | 33 |
| 4.3 | 解析ソフト | 36 |
| 4.3.1 | DoPHOT | 36 |
| 4.3.2 | DIA | 37 |

| | | |
|----------|---------------------------|-----------|
| 4.4 | 等級補正・色補正 | 38 |
| 4.4.1 | 等級補正 | 38 |
| 4.4.2 | 色指数補正 | 40 |
| 4.5 | DIAによるデータベース構築 | 46 |
| 4.5.1 | 変光天体の測光 | 51 |
| 4.5.2 | エラー補正 | 53 |
| 5 | 変光星データベース | 58 |
| 5.1 | MOA1観測データ中の変光星数 | 58 |
| 5.2 | 光度曲線の形状 | 58 |
| 6 | まとめと今後の課題 | 63 |
| 7 | 謝辞 | 64 |
| A | 恒星の進化 | 66 |
| A.1 | 星の誕生 | 66 |
| A.2 | 主系列の時代 | 67 |
| A.3 | 主系列以降の進化 | 70 |

1 序論

MOA は日本とニュージーランドの共同研究プロジェクトとして1995年より観測を開始した。観測地はニュージーランド南島のMt.John(マウントジョン)天文台(図1.1)であり、1年を通してマゼラン雲が観測でき、銀河中心領域は約9か月間の観測が可能なのである。



図 1.1: Mt.John 天文台 : 東経 $170^{\circ}27.9'$ 、南緯 $43^{\circ}59.2'$ 、標高 1029m

銀河中心領域 (GB) と大小マゼラン雲 (LMC, SMC) を観測領域とし、重力マイクロレンズ現象を観測の手段としている。GB での研究目的は太陽系外惑星と浮遊惑星の探索であり、望遠鏡の大型化に伴い地球程度の質量を有した太陽系外惑星探索を視野に入れている。また LMC 方向での観測目的は銀河系周縁部に存在すると考えられているダークマター候補のひとつである MA-CHOs (Massive Compact Halo Objects) の探索である。

重力マイクロレンズ現象は1年間に約百万の星を観測して1回検出ができる程度の非常に稀な現象である。このことを克服するために天体の密集した特定領域を長期間に渡り観測をする必要がある。重力マイクロレンズ現象を捕える確率は星の数に比例するからである。

アインシュタインによれば、質量を有する物質の周りでは重力によって空間が歪められ、遠方から発せられた光がその空間を通過する時、光は測地線に

沿って進むとするので光の屈折が起こったかのように見え、遠方の光が重力場によって集光されたかのように見える。これを重力レンズ効果と呼ぶ。空間に歪みを発生させる天体をレンズ天体、光源となっている遠方の天体を背景天体と言う。背景天体・レンズ天体・観測者の位置関係を模式的に表した図 1.2 を示す。一般的な重力レンズ効果とは、レンズ天体が銀河や銀河団などの大質量の天体によって引き起こされる場合が多い。レンズ天体が恒星や惑星など比較的小さい質量である時は、イメージの離角が μ 秒角となるため分離できず2つの星像の和が1つの星として見える。これを重力マイクロレンズ現象と言う。

重力マイクロレンズ効果の観測への導入は、始め、MACHOs 探索の手段 (Paczynski B. 1986 Apj 304,1) として提唱され、数年後、太陽系外惑星探索の有効な手段 (Mao S. & Paczynski B. 1991 Apj 374, L37) として利用する方法が提唱された。

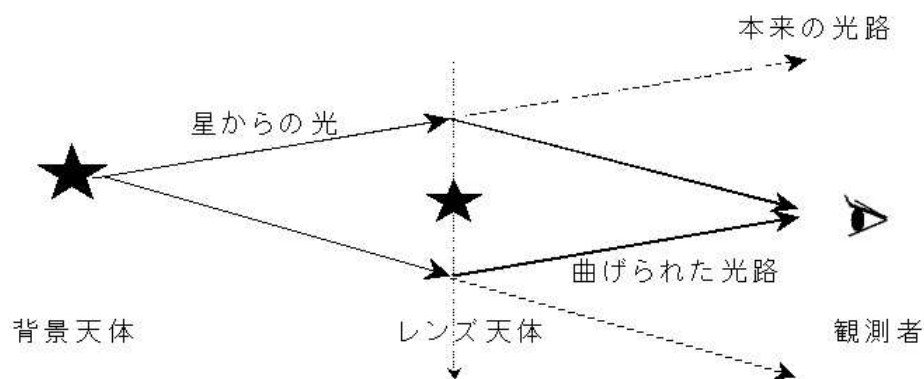


図 1.2: 重力レンズ現象の模式図 1

○重力マイクロレンズ現象の観測

重力マイクロレンズ現象を観測するプロジェクトは世界各地に存在している。アメリカとオーストラリアの共同研究である MACHO グループに始まり、ポーランドとアメリカの OGLE グループ、フランスの EROS グループ、そして4番目のグループとして我々の MOA グループがある。上記のプロジェクトは特定領域の連続測光を行っている。重力マイクロレンズ現象がいつ起こるか

は分らない。観測のデッドタイムを軽減するために世界各地に存在する複数の望遠鏡の連携を組んで観測を行うプロジェクトも存在する。MOAとOGLEは重力マイクロレンズ現象のアラート情報をリアルタイムで発信しており、この情報をもとに特定の対象に絞るフォローアップ観測を行うPLANETグループやRoboNetグループ、MicroFunグループなどがある。

OGLEグループは1994年-1995年のOGLE-I、1998年-2000年のOGLEII、2002年-のOGLEIIIの観測時期がある。観測場所はチリのラスカンパナス天文台で口径1.3mの光学望遠鏡を使って観測をしている。年間数百のアラートを発しており(2006年-581天体 2005年-550天体 2004年-600天体)、太陽系外惑星の発見が4天体ある。またトランジット法という(惑星が恒星面を横切る際に起こす掩蔽による明るさの変化によって惑星を探す)手法によっても太陽系外惑星を発見している。

○望遠鏡

MOA1では口径61cmのBoller and Cheven(B&C)望遠鏡を使って、1995年5月から2005年10月までMOA-cam1・MOA-cam2での観測を行なった。その後、CCDカメラをApogee社製U47の(CCD:E2V47-10)に付替え、2006年からは主にMOA・OGLEの発する重力マイクロレンズアラート天体のフォローアップ観測を行っている。MOAII-telescopeは、ドーム・望遠鏡の建造は京都の西村製作所によって手がけられ、主鏡はロシアのLOMO社で作製された。MOAII-telescopeは主鏡が口径1.8m、カメラはE2V社製のCCDチップ(E2V44-82)10枚を配しており、モザイクCCDカメラと望遠鏡の構成により2.18平方度の広視野を有する。

2005年まではB&Cデータを使用していた銀河中心方向の重力マイクロレンズアラートシステムがNZのMassey大学のIan.Bond氏により運用されていたが(MNRAS 327,868-880,2001)、2006年4月には新望遠鏡による銀河中心領域のアラートシステムが構築され、運用を開始した。MOAでは重力マイクロレンズ現象を効率よく検出するために、ワイドバンドのフィルターを使用してきた。フィルターの波長感度幅を広く持たせることで天体からの光量をより多く取り入れることができる。ワイドバンドのBフィルターとRフィルター



図 1.3: MOA1 の望遠鏡 (B&C61) と MOA2 の望遠鏡 (MOAII-telescope)

表 1.1: 新旧望遠鏡の仕様

| | 旧望遠鏡 | 新望遠鏡 |
|--------------|-------------------------|-------------------------|
| 名前 | B&C telescope | MOAII-telescope |
| 口径 | 610mm | 1800mm |
| 口径比 | F/6.25 | F/2.91 |
| 視野 | 0.92° × 1.39° | 1.33° × 1.71° |
| 焦点方式 | カセグレン式 | 主焦点 |
| 主な光学構成 | 主鏡、副鏡、補正レンズ | 主鏡、補正レンズ (4枚) |
| 架台 | 赤道儀式架台 | 経緯台式架台 |
| CCD チップ数 | 3 | 10 |
| CCD1 枚のピクセル数 | 2048 × 4096 | |
| 1ピクセルのサイズ | 15 μ m | |
| CCD 型式 | SITe 製 ST-002A 裏面照射型 | E2V 製 E2V44-82 裏面照射型 |
| 冷却方式 | 液体窒素 | GM 型冷凍機 GR101(アイシン精機製) |

である。また、複数のフィルターを観測に用いることで重力マイクロレンズ現象と変光星の区別が行える。重力レンズ現象は幾何学的な増光現象であるため、波長域の違いに関わらず同様の増光が見られる。一方、変光星は波長域によって光度変化の違いを伴うことが多い。

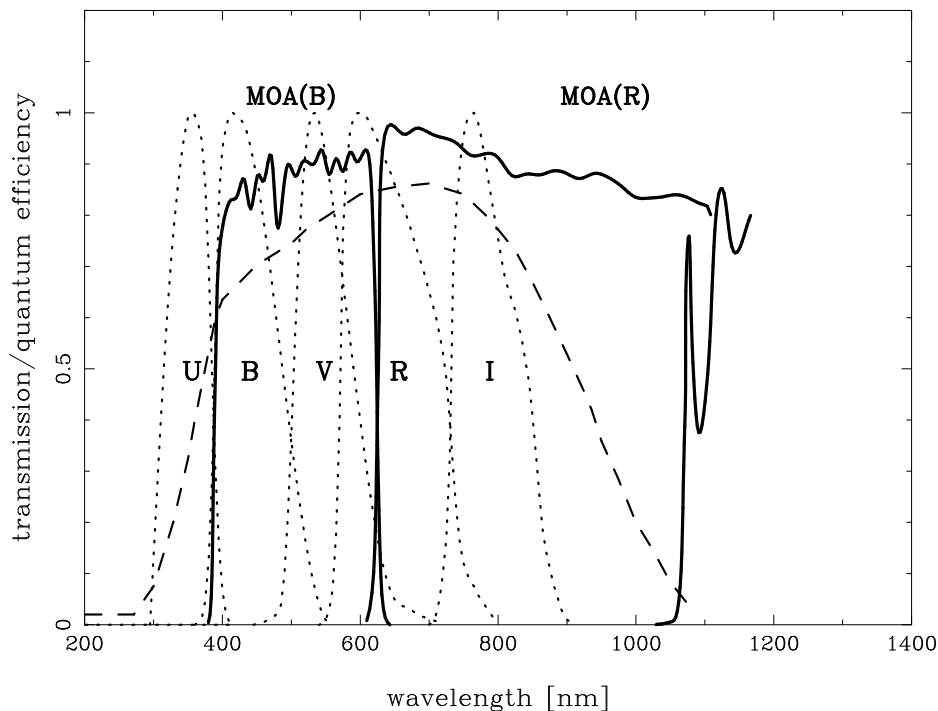


図 1.4: B&Cで使用されたワイドバンドのR・Bフィルターと標準フィルター U・B・V・R・I との比較

○本研究の目的

変光星のデータベースを構築する目的について述べる。DIAによって解析する際にあらかじめ変光星の情報が既知であれば重力レンズマイクロ現象と変光星との区別が付けやすい。増光現象である重力マイクロレンズ現象のバックグラウンドである変光星を解析の対象から除外することができる。MOA1とMOA2の観測領域は重なる部分が多いため、MOA1での情報をMOA2に適用することができる。

先に述べた、OGLEグループでは重力マイクロレンズ現象に関する情報の他に、観測データに含まれている銀河バルジ、大小マゼラン雲の変光星のデー

データベースなども公開している。OGLEIIでは変光星の測光データが銀河バルジで約20万天体、マゼラン雲で6.8万天体、セファイド型変光星や食連星などのデータベースもある。MOA-cam2によるMOA1での観測期間は6年間あり、この中からOGLEと同様の変光星データベース構築が可能と考えられる。MOA2での観測期間は2年あまりとなる。MOA1に比べ1晩での測光回数が格段に増えた領域もあり、観測フレーム数はMOA1と大差はない。しかし、MOA1は観測期間が6年間におよんでおり、数百日にわたるような長周期の変光星のデータが含まれている。今回、私は、短周期・長周期ともに多く含まれていると考えられるMOA1の変光星データベース構築を試みた。

近年、銀河バルジ方向の構造解明が進んできている。銀河バルジ方向は星間ガスが濃いために地球に光が届くまでに星間吸収の影響を大きく受ける。我々は可視光での観測であるがために、星間赤化の影響が大きい。しかし、星間吸収による影響の補正を加えることで、セファイドなどの宇宙の距離指標となる天体から光度周期関係を求め、銀河バルジの距離決定や天体の分布から銀河バルジの構造をさぐることも可能である。

このような動機のもとに本研究では図1のような流れで解析を行った。まず、2章で星の明るさに関する物理について述べ、3章ではMOA1の観測装置、システムの構成について述べる。4章にて、解析の内容と導出した関係式をあげていく。5章にて、本研究の結果の報告を行い、6章にてまとめと今後の課題を述べる。

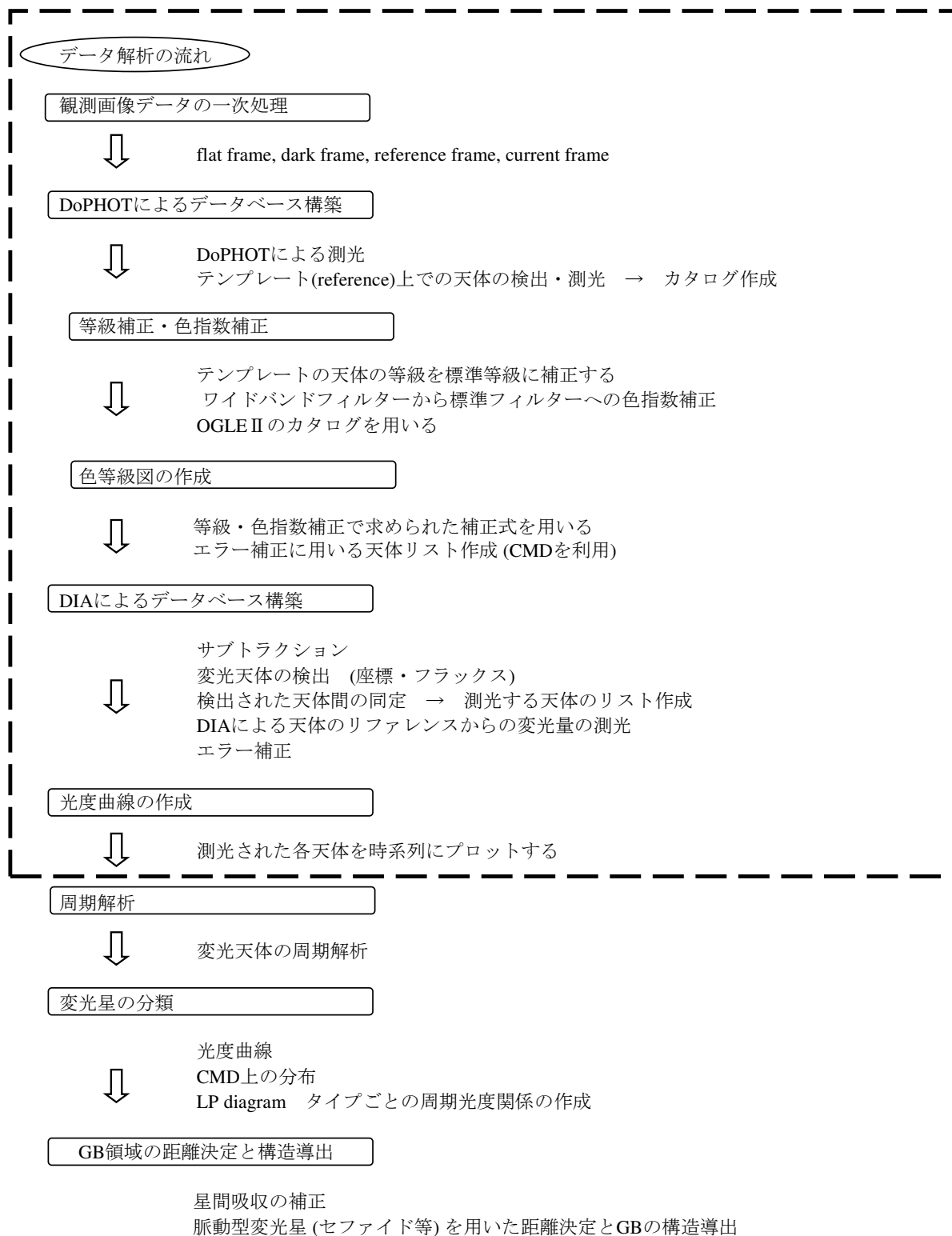


図 1.5: 解析の全体の流れ：図中の点線内が本研究内容である。

2 恒星

2.1 恒星の分類

恒星 (fixed star) の語源から辿ると、恒星は日周運動はするが惑星のように相互の位置は変化せず天球上に固定されている天体としてとらえられていた。しかし、現在、恒星の多様な形態は、恒星が進化する過程での様々な形態が反映されたものと考えられる。そこで、進化の面から、進化過程で主系列星の段階を経る天体を恒星として考える。

2.2 黒体放射

天体からの放射は、熱的放射と非熱的放射に大別される。熱的放射は、物体が熱せられて温度一定の熱平衡状態にある時に放たれる放射である。入射するすべての波長の放射を完全に吸収する物体 (黒体) が熱平衡状態で放つ熱放射 (thermal radiation) を黒体放射という。

黒体放射の放射エネルギー分布は温度で決り、放射エネルギーのピークの波長 λ_m (nm) は絶対温度 $T(K)$ に反比例する。

$$\lambda_m T = 2.898 \times 10^6 \quad (nm \cdot K) \quad (2.1)$$

これを、ウィーンの変位則という。天体の放つスペクトルの観測から温度が求められるが、連続スペクトルから温度を求める際に基準となるのが黒体放射 (black body) である。天体の放射を黒体放射として近似するとき、温度 T のみの関数として、単位時間・単位面積・単位立体角あたり、振動数 ν と $\nu + d\nu$ の間のエネルギー量は

$$B_\nu(T) d\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{d\nu}{e^{(h\nu/kT)} - 1} \quad (2.2)$$

と表せる。この $B_\nu(T)$ をプランク (Planck) 分布という。ここで、 ν は電磁波の周波数で波長 λ との間に

$$\nu = c/\lambda \quad (2.3)$$

の関係がある。ここで c は光速度、 h はプランク定数、 k はボルツマン定数。温度 T の物体表面からこの温度に対応する黒体放射が出ているとすると、プ

ラング分布を全ての振動数および上半分の立体角 $d\Omega$ に対して積分すると、

$$f = \int_{\Omega} d\Omega \int_0^{\infty} B_{\nu}(T) d\nu = \sigma T^4 \quad (2.4)$$

のステファン・ボルツマンの式を得る。ここで

$$\sigma = \frac{2\pi^5 k^4}{15c^2 h^3} \quad (2.5)$$

をステファン・ボルツマン定数という。この式の意味は、単位面積からの全エネルギー・フラックスは、温度の4乗に比例することを表している。半径 R の星の表面積は $4\pi R^2$ であるから、この星からの単位時間当たりのエネルギーの総量は

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (2.6)$$

となる。この単位時間当たりのエネルギー総量を光度ともいう。

2.3 等級の定義

星の見かけの等級 m は、星からのエネルギー・フラックス f と見かけの等級が m_0 である標準星からのエネルギー・フラックス f_0 より

$$m = m_0 - \frac{5}{2} \log\left(\frac{f}{f_0}\right) \quad (2.7)$$

と表せる。ここで \log は常用対数 \log_{10} をさす。星の等級は5等級の差が100倍の明るさの違いに相当するとして定義されているまた、エネルギー・フラックス f は、星からの距離 r の自乗に逆比例して減少するので距離が遠い星ほど等級は大きくなる。この基準になる距離を $10pc$ として星の絶対等級 M を定義する。この時、見かけの等級と絶対等級の関係は

$$m = m_0 - \frac{5}{2} \log\left(\frac{f}{f_0}\right) \quad , \quad M = m_0 - \frac{5}{2} \log\left(\frac{f}{f_0}\right) \quad (2.8)$$

の辺々を引いて

$$M - m = 5 - 5 \log(r) \quad (2.9)$$

となる。前節での光量の定義より、距離 d の星の見かけの等級と絶対等級の関係は星までの距離を $d[\text{pc}]$ とすれば

$$M = m + 5 - 5 \log(d) \quad (2.10)$$

と表せる。

2.4 星のスペクトル型

2.4.1 スペクトル分類

恒星をスペクトルをもとに分類する試みが 1960 年代から始められた。現在採用されているスペクトル型のもとになったのは E.C. ピッカリングを始めとするハーバード大学のグループが行ったので、ハーバード式分類と呼ばれている。各スペクトル型は、A0, A1 …… , A9 のように 0~9 の数字をつけてさらに 10 個に細分される。これにならうと、太陽は G2 型に属する。

2.4.2 スペクトル型と表面温度の関係

物質と放射との関係を定量的に論じることにより、スペクトル型の違いは主として表面温度の違いに起因することがわかる (図??)。表面温度の違いに起因する電離状態や励起状態の違いのために、イオンや原子・分子の吸収線の強さ等に違いが生じスペクトル型も変化する。

恒星の光球の密度や圧力は、巨星・超巨星では小さく、白色矮星では大きい。そのため、同じ表面温度でも吸収線の強さや幅に違いが生じる。例えば、密度が高いと原子やイオン等のエネルギー準位の幅が広がり吸収線の幅も広がる。そのため、主系列星に比べ巨星・超巨星の吸収線が狭い。一方、密度や圧力の大きい白色矮星では主系列星では見られない分子が多数存在しており、それらの分子による吸収線 (一般にエネルギー準位の接近している分子では、吸収線の間隔が狭く、吸収線が集まって帯状に見えるので、吸収帯と呼ばれる) が顕著になる。このように、同じ表面温度で同じスペクトル型に属する星でも、光度が異なると吸収線の強さや幅に違いが生じ、ある種の吸収線ではそれが顕著になっている。これを絶対等級効果 (absolute magnitude effect) という。

表 2.1: スペクトル型とその特長

| スペクトル型 | 特長 |
|----------|---|
| O 型 | He 線あり。CIII,NIII,OIII,SiIV などの高い電離度の線あり。H のバルマー線は弱い。紫外連続光が多い。 |
| B 型 | HeII は弱く HeI の線が強い。H の線が見え始める。CII,OII,SiOIII 線など低い電離度の線あり。 |
| A 型 | H のバルマー線が強い (A0 で最強)。MgII,SiII 線が強い。CaII 線は次第に強まる。 |
| F 型 | H のバルマー線は弱くなる。CaII の HK 線が強まる。いくつかの金属線が強くなる。 |
| G 型 | CaII の HK 線が非常に強く、ほかの金属線も強い。H のバルマー線は弱く目立たない。CH の G バンドが強くなる。 |
| K 型 | 強い金属線が多数あり、その吸収で紫外域の連続光は弱まる。H のバルマー線はほとんど見えない。CH,CN などの分子のバンドが強まる。 |
| M 型 | 様々な分子とくに TiO のバンドが目立つ。金属線も多数。紫外-青色域の連続光が弱く、赤い連続光が目立つ。 |
| C(R,N) 型 | C ₂ ,CN,CH,CO などの炭素化合物の分子スペクトルが強く、TiO のバンドはない。炭素星と呼ばれる。温度は K,M 型星と同程度。 |
| S 型 | ZrO,YO,LaO など重金属酸化物のスペクトルが強い。重金属星とも呼ばれる。温度は K,M 型星と同程度。 |

表面温度の違いを表すハーバード式分類に、絶対等級 (光度) の違いを示す光度階級 (表 2.3) を加えたヤーキス式分類 (MK 分類) がある。ヤーキス式分類は絶対等級効果を反映させた分類である。

2.5 HR 図

縦軸に絶対等級 (あるいは見かけの等級) を横軸にスペクトル型をとった図をヘルツシュプルング・ラッセル図 (Hertzsprung-Russell diagram) あるいは頭文字をとり HR 図という (図 2.1)。スペクトル型の代わりに色指数を横軸に

表 2.2: スペクトル型と有効温度と色指数等の関係 (主系列星)

| スペクトル型 | 有効温度 [K] | 色指数 B - V U - B | 実視絶対等級など | 全放射補正など |
|--------|-------------|--------------------|----------|---------|
| O5 | 45000 | -0.3 -1.1 | -5.5 | -4 |
| B0 | 29000 | -0.3 -1.1 | -4 | -2.8 |
| B5 | 15000 | -0.16 -0.56 | -1 | -1.3 |
| A0 | 9600 | 0.00 0.00 | 0.5 | -0.2 |
| A5 | 8300 | 0.15 0.11 | 1.8 | 0 |
| F0 | 7200 | 0.33 0.03 | 2.4 | 0 |
| F5 | 6600 | 0.45 0.00 | 3.2 | 0 |
| G0 | 6000 | 0.60 0.12 | 4.4 | -0.1 |
| G5 | 5600 | 0.68 0.23 | 5.1 | -0.1 |
| K0 | 5300 | 0.81 0.46 | 5.9 | -0.2 |
| K5 | 4400 | 1.15 1.1 | 7.2 | -0.6 |
| M0 | 3900 | 1.4 1.2 | 8.7 | -1.2 |
| M5 | 3300 | 1.6 1.2 | 12 | -2.4 |

表 2.3: 光度階級 ローマ数字の後に a,ab,b を付けて (a はより明るく、b はより暗い) 細分されることもある。

| | |
|-----|------------------|
| I | 超巨星 supergiant |
| II | 輝巨星 bright giant |
| III | 巨星 giant |
| IV | 準巨星 subgiant |
| V | 矮星 (主系列星) dwarf |
| VI | 準矮星 subdwarf |
| VII | 白色矮星 white dwarf |

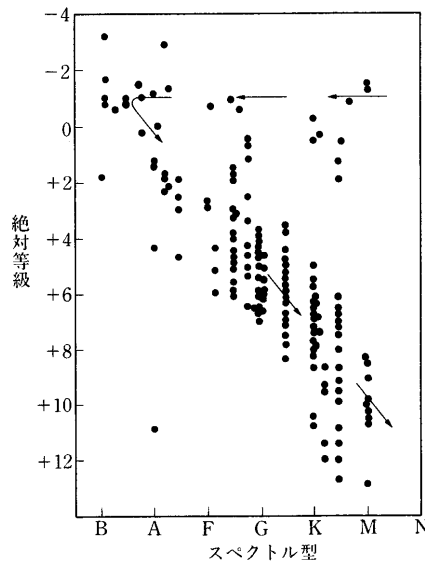


図 2.1: ラッセルの発表した HR 図：矢印はラッセルの考えた進化経路。「現代天文学要説」朝倉書店

とる色等級図 (CMD=colour magnitude diagram という) やあるいは縦軸に光度の対数、横軸に表面温度やその対数をとった図も広い意味で HR 図という。

HR 図は観測から知ることのできる等級とスペクトル型を両軸に目盛っているため恒星の分類に有用であり、その分布を知ることができる。図 (2.2) に見るように、恒星は HR 図上で集中する場所がある。水平線に沿った領域と対角線上の領域である。後者の対角線上の領域を主系列 (main sequence) といい、主系列に位置する星を主系列星 (main sequence star) という。水平線に沿った領域に位置する星は同じ表面温度を有する主系列星に比べ光度が大きく、対応して半径も大きい。この領域の星は巨星 (giant star) といい、さらに光度・半径ともに大きい星を超巨星 (super-giant star) という。また、主系列の左下の領域に分布する星は、同じ温度の主系列星に比べ光度が小さく半径も小さい。しかし、表面温度は高く白く見えており、この領域の星は白色矮星 (white dwarf) という。

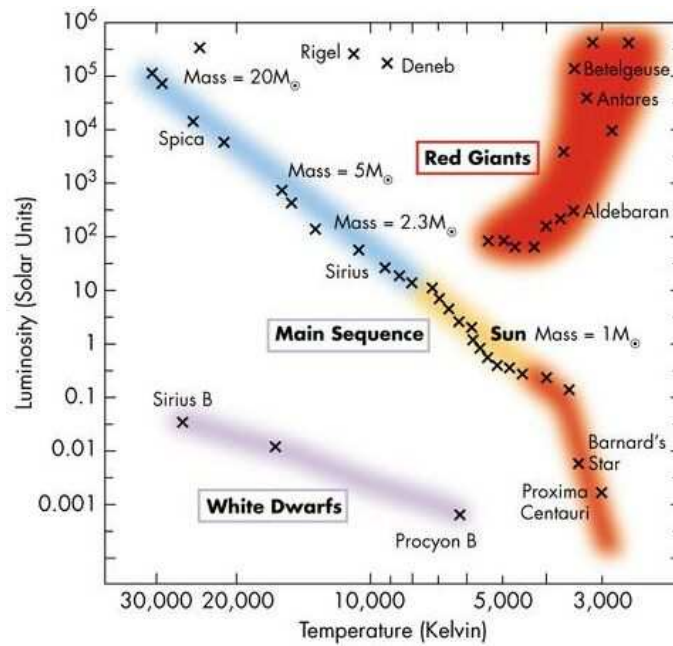


図 2.2: HR 図上での恒星の分類 : T.T.Army, Introduction to Astronomy, McGraw Hill Reading 2000

2.6 色指数

2.6.1 色指数とその定義

色指数 (color index) は 2 つの波長域での等級の差で、短波長での絶対等級から長波長での絶対等級を引いたものである。星間赤化などが無視できる場合には、絶対等級の代わりに見かけの等級を用いることができる。色指数を $C.I.$ とし、短波長域と長波長域の絶対等級をそれぞれ M_s と M_l とすると色指数は次式で定義される。

$$C.I. = M_s - M_l \quad (2.11)$$

ここで等級を表すポグソンの式で $m_1 \rightarrow M_s$ 、 $m_2 \rightarrow M_l$ 、 $l_1 \rightarrow L_s$ 、 $l_2 \rightarrow L_l$ の置き換えると、次式が求まる。

$$C.I. = 2.5 \log_{10}(L_l/L_s) + C \quad (2.12)$$

は、両波長域での等級の原点に依る定数である。式から、色指数は両波長域の放射エネルギーの比 L_l/L_s に依存する。すなわち赤みを帯びた恒星は青みを

帯びた恒星に比べて、長波長域の放射エネルギー L_l が短波長域のエネルギー L_s よりもおおきいので、 L_l/L_s の比も大きくなり、色指数の値も大きい。すなわち、色指数は色合いを表す指標とみなせる。

式 (2.12) で、絶対等級でなく見かけの等級を用いることもできる。ただし、星間減光が無視できない場合には下記のようになるため、単純に置換はできない。星間減光により増した等級の値を短波長域と長波長域でそれぞれ A_s と A_l とすると、式より

$$m_s - m_l = M_s - M_l + (A_s - A_l) \quad (2.13)$$

の関係が成り立つ。ここで、一般に波長が短いほど星間減光の影響が大きいので、 $(A_s - A_l)$ の符号はプラスとなり、観測される色指数 $m_s - m_l$ は、本来の色指数 $M_s - M_l$ の値よりも大きくなる。すなわち星間減光を受けた恒星の光は、短波長域が長波長域よりも強く減光されて観測される。これを星間赤化 (interstellar reddening) と言い、距離が遠い恒星や星間ガス等の濃い領域の恒星では星間赤化の補正が必要となる。

2.6.2 色指数と表面温度

色指数は L_l/L_s の比を表し、この比は恒星の放射エネルギーの分布によって決り、放射エネルギー分布は表面温度を反映しているので、色指数は表面温度の指標となる。一般に表面温度が低いほど色指数は大きい。それは、恒星の放射エネルギー分布が黒体放射の分布に従うとすれば、図 2.3 に示されるように、温度が低いほど L_l/L_s 値が大きいため式 (2.12) から分るように色指数も大きくなるからである。

現在よく用いられている色指数 $B - V$ は、表面温度の減少とともに増加しており、とくに主系列星における有効温度 $T_{eff}[K]$ と $B - V$ との関係が表 2.2 に載っており、A~K 型では両者の関係が次式で近似的に表される。

$$B - V = \frac{9600}{T_{eff}} - 1.00 \quad (2.14)$$

色指数は、UBV の 3 色のフィルター (UVB システム) における等級の原点を、A0 型の主系列星で 3 つの等級が一致するように定義されているので、A0 型の主系列星では色指数 $B - V$ と $U - B$ の値はゼロになる。

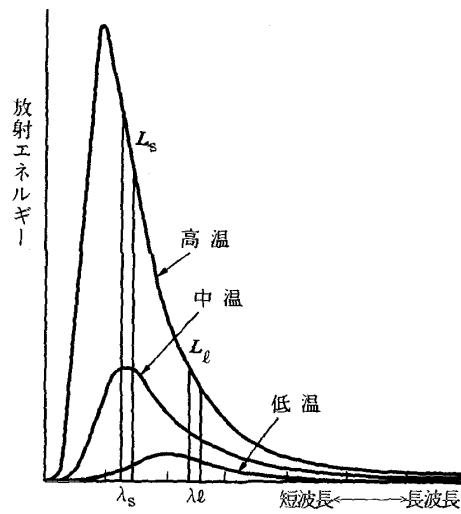


図 2.3: 星の表面温度と色指数の関係：縦軸は天体からの光を黒体放射とみなしたものを任意の単位で表したものである。短波長 λ_s での放射エネルギー L_s に対する長波長 L_l での放射エネルギー L_l/L_s は、表面温度が下がると大きくなる。

2.7 様々な変光星

変光星は下記のように大別される。(モスクワ大学の変光星研究グループ GCVS(General Catalogue of Variable Stars) の定義による。)

○爆発変光星 (eruptive)

爆発変光星とは恒星の彩層やコロナでの活発な活動やフレアの発生によって光度の変化をする恒星である。光度変化は、種々の強度の恒星風や恒星周辺部分の星間物質を形成するシェルイベントや質量放出に関連している。

○脈動変光星 (pulsating)

脈動変光星とは恒星表層が周期的な膨張・収縮(脈動)をする恒星である。星内部のガス圧と重力による収縮の不均衡から引き起こされている。脈動は恒星の動径方向であったり非動径方向に作用する。動径方向に脈動する脈動変光星はその形状を球形に保つ。一方、非動径方向に脈動する脈動変光星は周期的に形状が球状から外れたり、隣接した表層部分であるにも関わらず逆方向への脈動をすることがある。脈動が動径方向であるか否かは、変光の周期・質量・恒星の進化段階・脈動の規模によって区別する。

○回転変光星 (rotating)

表面輝度の非一様性や恒星が楕円状であるために、恒星の自転に伴って光度変化すると考えられる変光星。恒星の表面の輝度分布が一様でない原因として、黒点や白斑などの存在、熱的・化学的要因からくる恒星大気の不均一性等が考えられている。

りょうけん座 α 型(ACV)、りゅう座BY型(BY)、回転楕円体(ELL)、かみのけ座FK型(FKCOM)、パルサー(PSR)、おひつじ座SX型(SXARI)の6種類に細分化される。変光範囲は1等以下である。

○激変変光星 (cataclysmic variables)

突発的な増光をする星で新星 (N)、新星類似 (NL)、反復新星 (NR)、超新星 (SN)、ふたご座 U 型 (UG) (矮新星とも呼ばれる)、アンドロメダ座 Z 型 (ZAND) の 6 種類に細分類される。恒星の進化の最終段階に起こす大爆発によって発生する SN 型以外は、成分星が互いの恒星進化に強い相互作用を及ぼしている近接連星系である。高温度の白色矮星と低温度の巨星・超巨星・赤色矮星等による連星である。光度変化が大きいものが多い。

○食変光星 (eclipsing binary system)

連星の軌道面が地球と連星を結んだ直線を含む平面上に存在するとき (軌道面と天球のなす角度が 90 度近く)、恒星が互いに食を起こして周期的に変光を示す。これが食変光星として観測される。

合成された光度曲線の形状で 3 つに分類され、さらに成分星の物理的・進化的特徴に基づいて分類がなされる。

○変光 X 線星 (intense variable X-ray source)

変光 X 線星とは X 線源のなかで、X 線の強度に変化がみられる変光星。眼視・写真・光電測光に関わらず可視光域での観測には適さない。

○その他 (other symbols)

上記の枠組みにあてはまらない、変光をする変光星。

次節において数の多い脈動変光星と食変光星について説明を加える。

2.8 脈動する星

星は進化過程において HR 上でセファイド不安定帯に入る時期がある。このとき、星の外層は振動を始めセファイド型変光星や RR ライリ型変光星などの脈動変光星になる。これらの変光星は、ヘリウム燃焼段階でセファイド不

安定帯に入っており、不安定帯が主系列と交わる所では主系列星 (太陽の2倍程度の質量を有する星) も脈動変光星となる。さらに、白色矮星の系列と交わる所では白色矮星の脈動変光星も存在する。HR図上には他の不安定領域が存在し、かなりの割合で脈動変光星が存在している。

2.8.1 脈動変光星

変光星のなかで最も数が多く、細分化されている。周期的な膨脹・収縮 (脈動) が起きている。脈動は動径方向のものと非動径方向ものが存在する。周期、その星の質量と進化段階、脈動の規模等によって大まかには以下のように分類されている。

○はくちょう座 α 型変光星 (ACYG)

動径方向の脈動によって変光する。スペクトル型はB~A。変光範囲は0.1等級以下。数日から数週間の変光周期を持つ。

○ケフェウス座 β 型変光星 (BCEP)

スペクトル型がB型、変光範囲は0.1等級以下。

○セファイド変光星

HR図上でセファイド不安定帯に属する脈動変光星の総称である。ケフェウス座 δ 型 (DCEP)、おとめ座W型 (CW)、こと座RRライエ型 (RR)、たて座 δ 型 (DSCT)、ほうおう座SX型 (SXPHE)、くじら座ZZ型 (ZZ) に細分される。特にDCEP (種族I) とCW (種族II) は長周期セファイド (CEP) と呼ばれ周期光度関係が成り立っている。CEP型は絶対等級が比較的大きく、スペクトル型がG~K型である。変光範囲は1~2等級で周期は1~135日にわたって存在する。

・こと座RRライエ型 (RR)

動径方向の脈動をしており、巨星でスペクトル型はA~Fに属する。変光範囲は0.2~2.0等級。球状星団のなかに多く存在することから星団型変光星とも呼ばれ、DCEPやCWに比して周期が短いので短周期セファイドとも呼ばれ

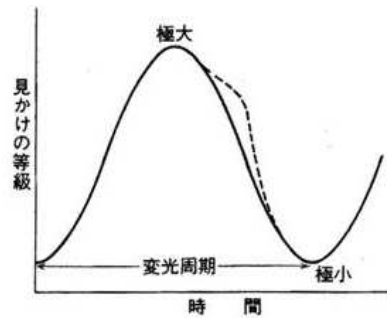


図 2.4: セファイド変光星において、種族Iは実線のような光度変化をし、種族IIは明るさが極大から極小に移るときに、点線のようなこぶ状の曲線を描くため、種族を見分ける手段となっている。

る。長周期セファイド同様に周期光度が成り立っている。光度曲線の形状が非対称な RRAB(周期が 0.3~1.2 日、変光は 0.5~2 等級以下) と光度曲線の形状が対称な RRC(周期 0.2~0.5 日、変光は 0.8 等級以下) に細分類される。

- ・ たて座 δ 型 (DSCT)

SXPHE に似ているが、種族 I で、スペクトル型は A~F に属する。変光範囲はわずか (0.003~0.9 等級) で周期は 0.01~0.2 日。

- ・ ほうおう座 SX 型 (SXPHE)

矮星セファイドの別名がある。変光周期は 0.25 日以下と非常に短いので超短周期セファイドとも呼ばれている。

- ・ くじら座 ZZ 型 (ZZ)

脈動が起きている白色矮星 (ZZA、ZZB) で DA、DB のスペクトル型を示す。(白色矮星はスペクトルの特徴から DA・DB・DO・DC・DZ・DQ に分類されている。)

- ミラ型変光星 (M)

ミラ (くじら座 α 星) に代表される長周期の巨星の変光星。変光範囲が大きく 2.5~11 等級、周期は 80~1000 日にわたる。

○ぼうえんきょう座 PV 型変光星 (PVTEL)

スペクトル型が B 型の超巨星で変光範囲はごくわずか。超巨星だが ACYG よりは暗い。

○おうし座 RV 型変光星 (RV)

変光範囲が 2~4 等級で周期は 30~150 日。スペクトル型は極大時に F~G 型、極小時に K~M 型を示す。主極小と副極小を交互にくり返す光度曲線を描く。平均光度が変化しない RVA 型と変化する RVB 型に分けられる。

○半規則変光星 (SR)

周期性がミラ型より悪く、スペクトル型は M、C、S 型の巨星~超巨星。周期は 20~20000 日におよぶ。変光は普通は 1~2 等級。赤色巨星のものは規則性の高い SRA 型 (周期 35~1200 日) と規則性の低い SRB 型 (周期、20~2300 日) に分けられる。赤色超巨星のものは SRC 型と呼ばれ周期が長く (30~数千日) 規則性は低い。スペクトル型が F、G、K 型の巨星・超巨星は SRD 型と呼ばれ周期が短く (30~1000) 規則性が高い。

○不規則変光星 (L)

不規則な光度変化をする脈動変光星で変光範囲は 2 等級以下。巨星の LB 型と超巨星の LC 型に細分類される。

2.8.2 脈動の原理

セファイド不安定帯の脈動変光星は星の進化段階の違いや星の種族の違いによって様々な種類に分けられる。脈動は星の内部からの放射エネルギーが運動エネルギーに変換されるときに発生し、維持される。このとき、ガスの放射に対する不透明度 (吸収係数) の温度依存性が大きな役割を果たす。不透明度は密度に対する依存性は少なく、密度に比例して大きくなる。

主系列星では中心核の大きさが星の半径に対する比率が大きい。このような星では、球対称的振動だけでなく、非球対称的振動 (非動径振動) も起きる

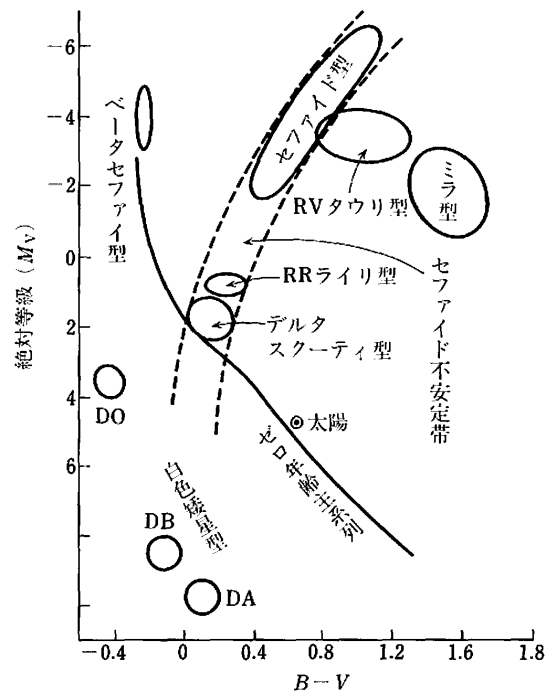


図 2.5: 脈動変光星の HR 図上の位置

傾向がある。非対称的振動では同時刻における球面上での振動の位相が一定ではない。(星の表面のある部分は内側に動き、ある部分は外側に動く。)このような脈動では周期の値が近い脈動が可能となり、主系列星の脈動は一般に複数の振動が重なりあって複雑な振舞いをする場合が多い。このような星の脈動の振幅は比較的小さく、また振幅が増減する。これは周期が異なる複数の振幅が同時に存在するためうなりの現象を起しているためである。

2.8.3 脈動の周期

脈動周期の利用

星の明るさは、表面温度の4乗と半径の2乗に比例して大きくなるので、セファイド不安定帯の中では、明るい星ほど大きな半径を有する。基本脈動周期は星の半径が大きい程長くなるので、明るいセファイド型変光星ほど周期が長いという関係がある。つまり、周期-光度関係である。図は距離が自明な星団や近傍銀河中のセファイド型変光星の平均絶対等級と周期の関係を表し

ている。これは、理論とも合致し観測によって求められた周期と明るさとの間に相関があることを示している。この周期-光度関係を用いて星の絶対等級が求まり、見かけの明るさとの関係からその星までの距離が求まる。セファイド型変光星は有用な宇宙の距離指数となり得ている。

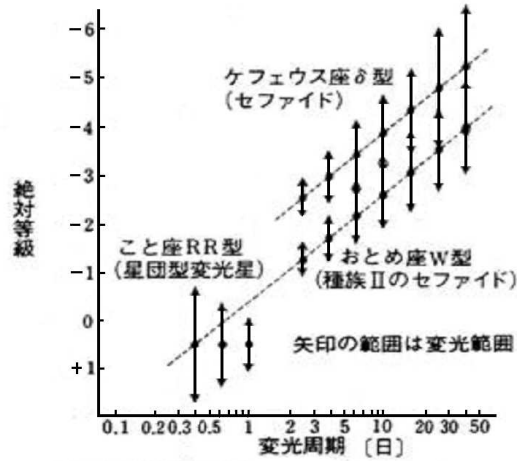


図 2.6: セファイドの種類別の周期・光度関係：

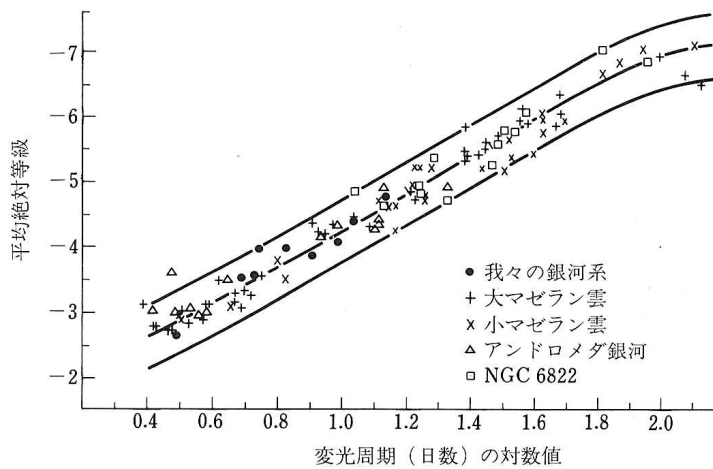


図 2.7: セファイド型変光星の周期・光度関係：Cox, J.P. "Theory of Stellar Pulsation" (1980)

3 観測装置

3.1 望遠鏡

解析に用いた観測データは MOA1 の B&C61cm 望遠鏡によるものである。口径 61cm のカセグレン式で、口径比 F6.25 を有する。



図 3.1: MOA1 の B&C61cm 望遠鏡

3.2 CCD カメラ

CCD カメラは、MOA グループの柳沢俊史氏 (現、JAXA) によって開発された MOA-cam2 で (Yanagisawa 2000)、1998 年 8 月から 2005 年 10 月まで使用された。

○ CCD チップ

MOA-cam2 は SITe 社製の 2048×4096 ピクセルの大面積 CCD チップを 3 枚使用したモザイク CCD カメラである。CCD は裏面照射型で、量子効率が高くよっては 80% を超える波長域がある。CCD カメラ本体は図 3.2 中の下側、鏡筒の下部に取り付けられている。デュワーの上側にフィルターをとりつけている。熱による CCD にのるノイズを軽減するために、CCD カメラに液体窒素タンクが取り付けられており、観測時には約 -100 度になるように保たれている。CCD のゲイン [ADU/electron] は chip1: $0.51 \cdot 0.21$ (2001/11 以降)、chip2: 0.6、chip3: 0.77 と算出されている。

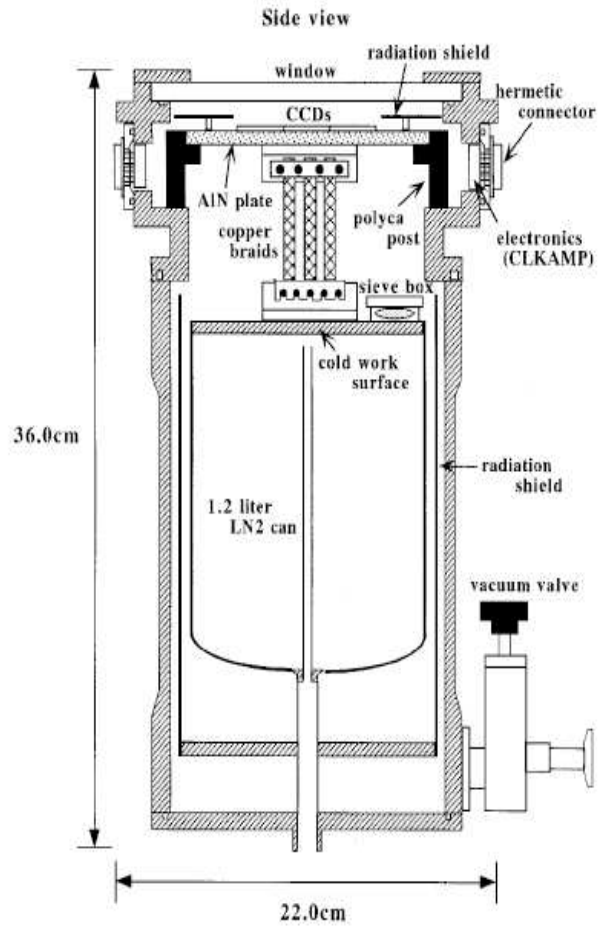


図 3.2: CCD カメラ本体の側面図:中央部分に冷却のための液体窒素タンクが取り付けられている。CCDチップは AlN(窒化アルミ)プレート上に設置されている。カメラ本体は熱雑音を軽減させるための効率化が図られた冷却機構が組み込まれている。

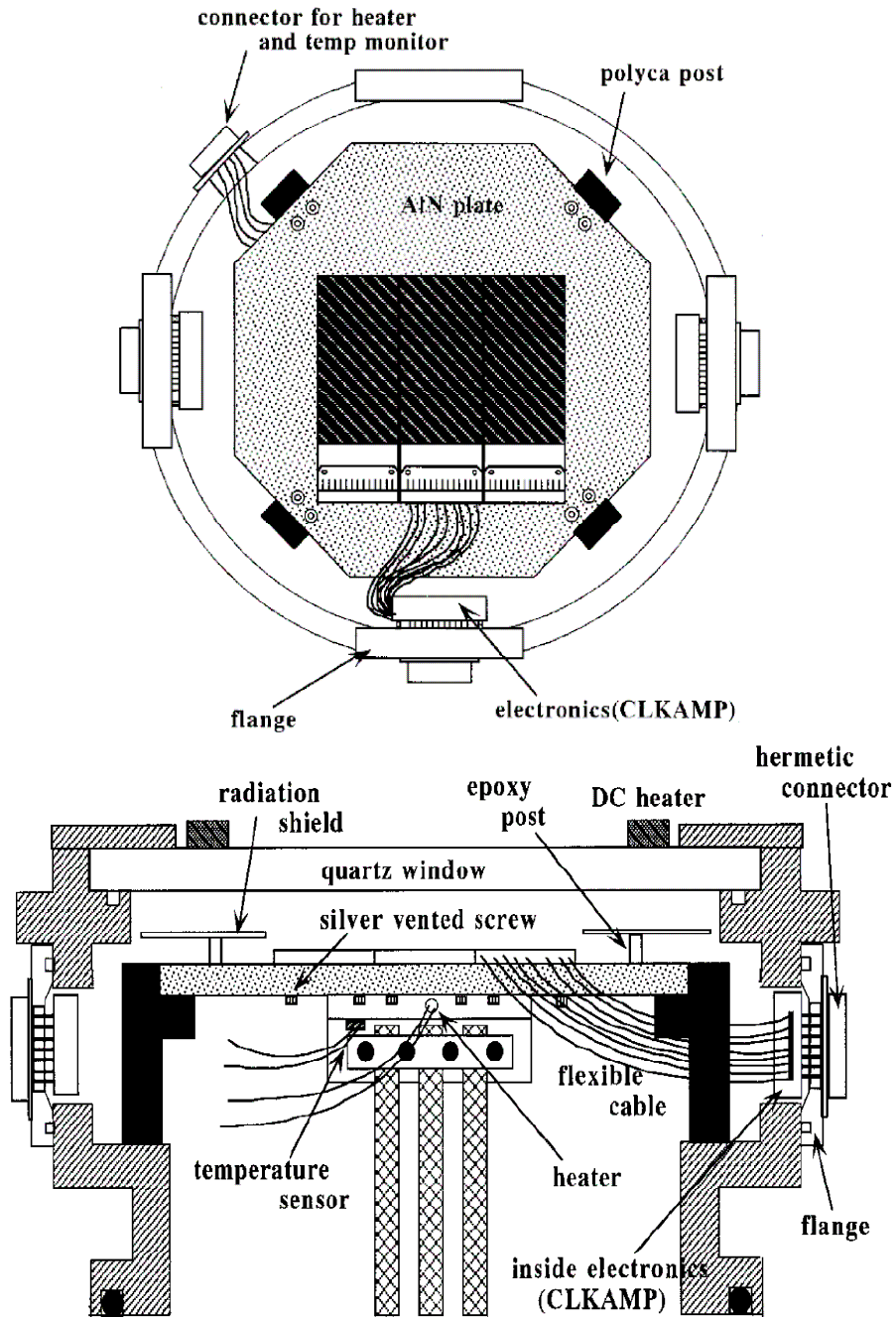


図 3.3: moacam2:上図は CCD 面を上から見た図で AlN プレートへの設置の平面度は $100\mu m$ の精度で調整されている。下図は CCD チップ下部の詳細である。CCD への信号の送受信をするケーブルや CCD の温度読み取りのためのケーブル等が配線されている様子がわかる。

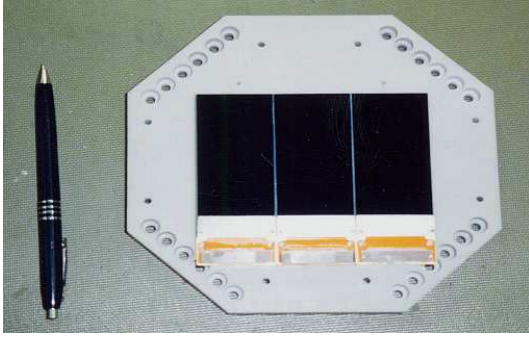


図 3.4: CCDチップ:30×30cmのマウント上に CCDが配されている。

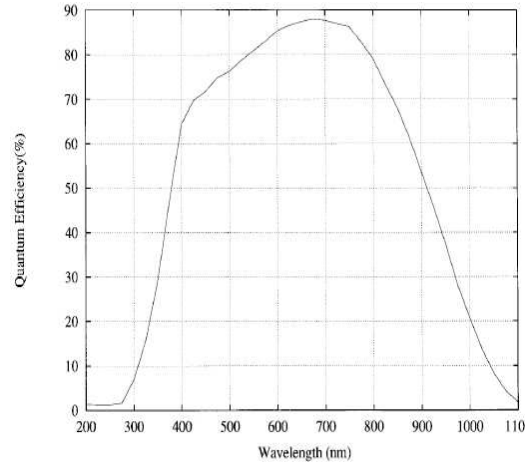


図 3.5: SITE製 CCDチップ st-002a の量子効率

○ フィルター

序論においても触れたが、MOAで波長感度特性の幅が広い独自のフィルター (MOA Red, MOA Blue) を観測に用いていた。天文分野での一般的に使用される U・V・B・R・Iの標準フィルターとは異なる。MOAのフィルターは透過率が高い。序論においても触れたが、波長域を広くもたせることで光量をかせぐためと、変光星と重力マイクロレンズ現象を星からの光を色の情報をもとに区別するために、MOA1では2色測光を行っていた。

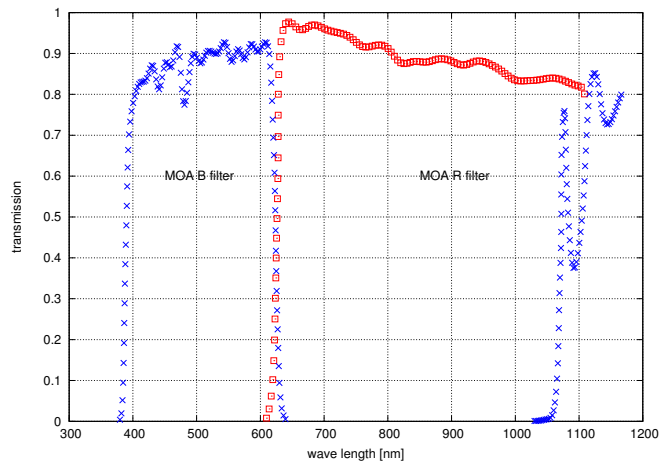


図 3.6: フィルターの波長感度特性

3.3 データ取得システム

データ取得のシステムは CCD カメラからの信号を処理する装置の MFront と MFront を通して CCD の制御を行う Messia3 によって構成されている。

○ MFront(Mosaic CCD Front-end Electronics)

MFront は、 $2k \times 4k$ サイズのモザイク CCD カメラのために開発された装置で、SITE や EEV、浜松ホトニクス等の CCD に対応している。構成は次のようになっている。

● CLKAMP(Clock-driver/pre-amplifier board)

カメラのデューワー内部で CCD チップに接続し、Messia3 からのクロックを CCD に送信し、また CCD からの信号を増幅するためのボード。

● BIAS(Bias board)

CCD チップの数に対応して必要で CLKAMP とケーブルで接続されており、CCD チップへのクロック送信を行い、CCD の電源として必要な電圧を調整するためのボード。

● SIGADC(High-speed signal/ADC board)

BIAS ボードに搭載されている CLKAMP で増幅されたアナログ信号を 16 ビットのデジタル信号に変換するボード。

● REG(Power Regulator)

外部から供給される複数の電源を調整し、MFront のバックプレーンを通して BIAS と RCV に電源を供給するボードである。また、BIAS に搭載された SIGADC からのデータ信号を Messia3 に送っている。REG は外部の低圧電源と Messia3 の VMI の間をケーブルで接続している。

● RCV(Bus-receiver)

Messia3 からのクロックを受け、バックプレーンを通じて BIAS に信号を送るボード。

○ Messia3(Modularized expandable system for image acquisition, version 3)

当時の国立天文台によってすばる望遠鏡のために開発された CCD コントローラーである。単一 CCD からモザイク CCD まで対応をする。

- SIF(SBus Interface)

SPARC用のSBusカードで、VMIとの通信を担っている。ワークステーション内に搭載され、VMIと光ケーブルで接続されており、高速でデータ送受信を行うことができる。

- VMI(VME and Memory Interface)

VMEコントローラであり、SIFからの信号を受けてVME上の各モジュールを制御するボードである。画像用のメモリ(128メガバイト)が搭載されており、REGから受信した画像データを一次保存し、ワークステーションに送信している。このメモリが存在することで、ワークステーションにデータ送信している間に、次の露出を行うクロックを処理する事ができ、観測時間をより短縮することができる。

- CIC(CCD and Instrument Controller)

CCDを制御するためのクロック信号を生成し、RCVにクロックを送信するボード。クロックを出すチャンネルや波形は、ワークステーション内でプログラムを書き換えることで、容易に変化させることができる。このクロックを作るICは8個搭載されていて、1つのICから4チャンネル分のパルスを生成できるので、合計32チャンネル分のクロックを制御することが可能である。現システムでは16チャンネルのクロックが必要で、4個のICのみが使われている。残りのICはスペアとして利用することができるようになっている。

4 解析

4.1 観測データ

今回、私が用いたデータはMOA1での観測データ 2000年5月～2005年10月までの約6年間分の銀河バルジ領域(ngb1-ngb14)の観測データである。ngb15,ngb16はあとから追加された領域であるため、Bフィルターでの観測データが存在してない。よって、この2領域の解析は行っていない。MOA1の銀河バルジ領域の観測座標を表4.1と図4.1に示す。

表 4.1: 観測領域の中心座標 (赤道座標 [J2000.0])

| | G | B |
|-------|---|------------|
| field | RA(赤経) | Dec(赤緯) |
| ngb1 | 17 ^h 56 ^m 24.4 ^s | -29°18'48" |
| ngb2 | 18 ^h 01 ^m 03.9 ^s | -29°48'48" |
| ngb3 | 18 ^h 05 ^m 35.5 ^s | -30°30'00" |
| ngb4 | 17 ^h 56 ^m 24.4 ^s | -27°50'00" |
| ngb5 | 18 ^h 01 ^m 03.9 ^s | -28°20'48" |
| ngb6 | 18 ^h 05 ^m 35.5 ^s | -28°59'32" |
| ngb7 | 18 ^h 10 ^m 23.7 ^s | -29°25'10" |
| ngb8 | 18 ^h 05 ^m 30.2 ^s | -27°34'18" |
| ngb9 | 18 ^h 10 ^m 54.8 ^s | -28°00'35" |
| ngb10 | 18 ^h 08 ^m 10.0 ^s | -25°50'00" |
| ngb11 | 18 ^h 12 ^m 34.3 ^s | -26°23'06" |
| ngb12 | 18 ^h 16 ^m 48.9 ^s | -25°40'59" |
| ngb13 | 18 ^h 18 ^m 00.0 ^s | -23°20'27" |
| ngb14 | 18 ^h 19 ^m 00.0 ^s | -21°50'08" |
| ngb15 | 17 ^h 53 ^m 00.0 ^s | -33°00'00" |
| ngb16 | 18 ^h 36 ^m 24.0 ^s | -23°54'54" |

4.2 画像処理

観測データを解析する前に、ベースとなる画像処理を行う。取得データには、オブジェクトフレーム(観測フレーム)・ダークフレーム・フラットフレー

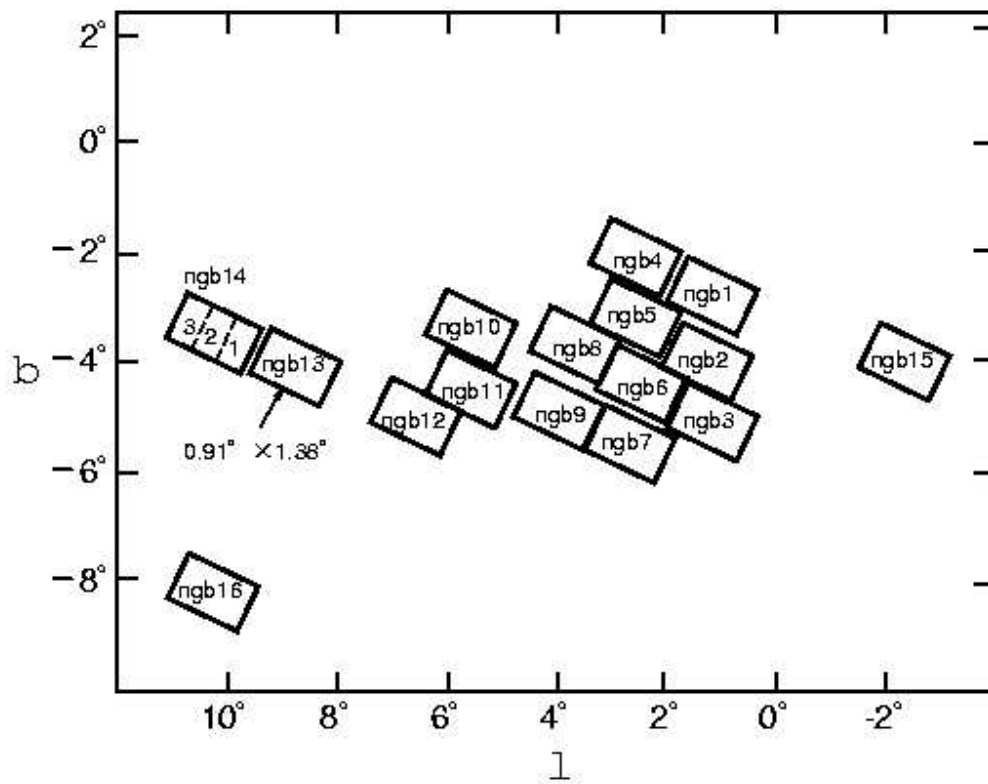


図 4.1: MOA1 での銀河バルジの観測領域

ムがある。天体からの光量を正確に測光する必要がある。しかし、観測フレームには天体の他に装置に起因する感度の違いやノイズが含まれている。これらの効果無くすために、ダークフレーム・フラットフレームを用いて補正を行い、解析用のフレームを作る(一次処理)。以下、取得データの種類と一次処理の原理(図(4.2))についての説明である。

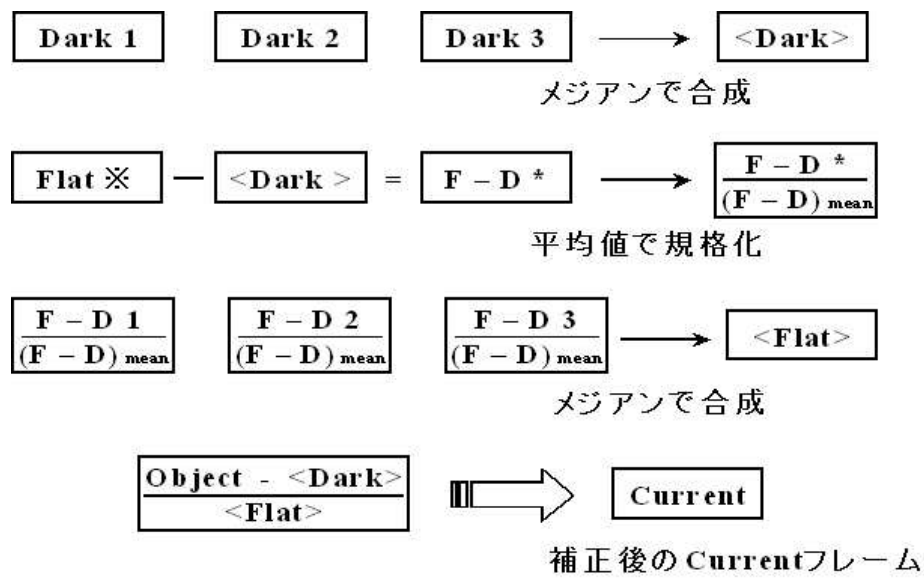


図 4.2: ダーク・フラットフレーム補正の模式図

[オブジェクトフレーム]

観測によって得られる画像。

[ダークフレーム]

オブジェクトフレームに対応する露光時間で光源の無い状態で露出した画像。CCDから読み出される信号は、天体の光からの成分以外にも、熱的に励起された電荷によるダークカレントと、CCD読み出し時に生じるバイアスカレントが含まれている。こうした、天体からの光以外の信号を補正するために使われる。また、撮像中に偶発的に捕えてしまう宇宙線による電荷の影響を除くために、同じダークフレームを3枚以上連続で取得し、ピクセルごとに複数枚の中間値を採用して補正を行う。

[フラットフレーム]

CCDのピクセル間の感度ムラや望遠鏡の光学系の収差(ケラレ・フィルターやCCD窓のごみ)などによるCCDチップ上の感度ムラを補正するために取得する画像。撮像は望遠鏡を一様光源によって照らされたパネルに向けて露出(ドームフラット)をしたり、薄明の空(トワイライトフラット)や夜間に星の少ない領域(スカイフラット)に向けて露出して取得する。ダークフレーム同様に、複数枚を連続して取得する。

4.3 解析ソフト

MOAでは、補正されたフレームの測光にはDoPHOTとDIAというソフトを用いている。MOA1の初期のデータ解析ではDoPHOTによる測光であった。画像解析に差分法の高速度化アルゴリズムが導入されたDIA(Alard & Lupton 1998)が、2000年、I.Bond氏によってMOA1に最適化されて以降、DIAによる測光がメインとなっている。

4.3.1 DoPHOT

DoPHOTとはCCDで得られた画像の測光用ソフトウェアである。CCDの画像イメージ中から天体を検出し、その位置・相対的な等級を計算し、天体の種類分けを行なうことができる。

ダーク・フラットフレーム補正後のシーイング・エアマス・スカイバックグラウンド(夜空の明るさ)等の条件が良いフレームをテンプレートとして選ぶ。天体を楕円ガウス関数でフィッティングするpsf測光を行い、星を検出しID付け・CCD上の位置・相対等級などのリスト(カタログ)を作成する。こうして作られたカタログが測光する天体を選別していくおおもとなる。

2000年以前は、光度曲線を描くまでの測光に関する過程はDoPHOTを用いていたが、現在はテンプレート上の測光のみをDoPHOTで行っている。

4.3.2 DIA

DIA(Difference Image Analysis)では、テンプレートとなるシーイングの良い日のフレーム(リファレンスフレーム)と、観測で得られたオブジェクトフレームとのイメージの差をとる。原理的には差分によってCCD上に捕えた光源のfluxの増減が残ることになる。この差分イメージに残った部分を天体の変光とみなして測光を行う。イメージの差分の例を図4.3に示す。

$$\text{観測イメージ} - \text{リファレンスイメージ} = \text{差分イメージ}$$
$$(\text{current image}) - (\text{reference image}) = (\text{difference image})$$

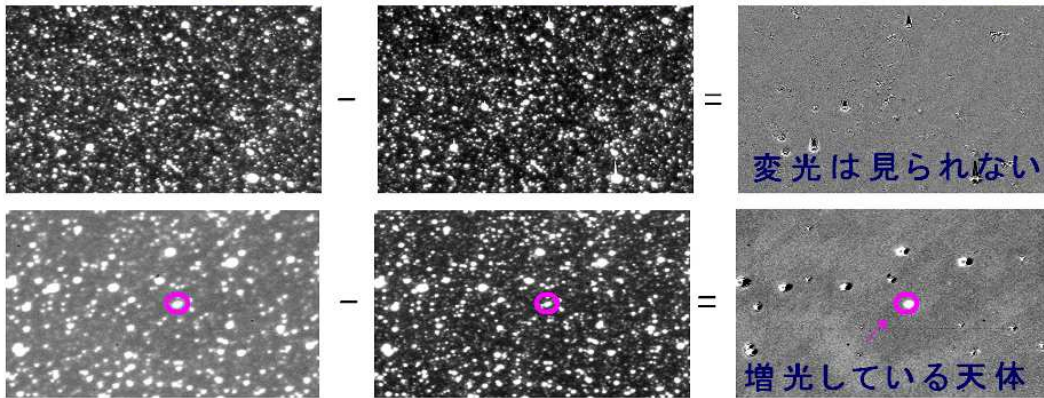


図 4.3: DIA の原理 : 上段 変光の起きなかった例、下段 丸囲み中の天体に変光(増光)が起きた例

DoPHOT と DIA の相違

普段は観測限界以下にある天体が突発的に増光した場合でも、DIAにより天体の検出が行える。

我々の解析では warmstars というモードを用いており、テンプレートの位置情報を参照してフレームごとに天体を測光しており、天体検出までの時間を短縮している。

DoPHOTでは、リファレンス(カタログ)中に存在しない天体については星の情報を参照することができず、測光することはできない。また、観測イメージ毎に検出した全ての天体を測光するため、時間を要する。星の密集度が高い領域では、近傍の星によるフラックスの混在(ブレンディング)が起こるため、正確な測光が困難でもあった。

DIAではカレントフレーム中で、差分によって残った光源に対しての測光を行う。つまり、DoPHOTのような変光天体のとりこぼしは解消されている。また、変光している天体のみに対して測光するので、解析時間は短縮されるようになった。

DoPHOT、DIAともに相対的な等級しか求まらないので、最終的には標準フィルターで測光されたカタログ等を用いての等級補正が必要である。

観測データの画像処理、天体の測光を行い測光データを作る。次節以降述べていく解析の全体像を4.4に示す。

4.4 等級補正・色補正

4.4.1 等級補正

DoPHOTで測光された等級は各天体のフラックス (ADU値の合計) を式(4.1)を用いて算出している。ADU値とはCCDからのアナログ信号をA/D変換した出力信号の単位 (ADU = Analog Digital Unit) のことである。

$$M_{DoPHOT} = -2.5 \log(flux) \quad (4.1)$$

DoPHOTの等級 M_{DoPHOT} はCCD上での相対的な等級であり、天体の実際の等級 (見かけの等級) ではない。 M_{DoPHOT} と見かけの等級には式(4.2)の関係がある。イメージ上にある天体の見かけの等級が既知であれば比較することで式(4.2)を導出できる。

$$M = M_0 + M_{DoPHOT} \quad (4.2)$$

補正のために、多数の天体を標準フィルターで測光したカタログなどでの比較をすることが望ましい。私以前の解析で、等級・色指数の補正は行われているが、使用しているリファレンスフレームが異なるために、DoPHOTで算出される等級の原点が異なるため、再度、補正式を導出する必要があった。そこで、用いたカタログはMOAと同じく重力マイクロレンズ探索プロジェクトであるOGLEのOGLE-IIというフェーズの測光データである。使用されている標準フィルターはJohnson B・V、Kron-Cousins Iである。銀河中心領域は約

データ解析の流れ

観測画像データの前処理

↓
ダーク補正、フラット補正
flat frame, dark frame, reference frame, current frame など

DoPHOTによるデータベース構築

↓
DoPHOTによる測光
テンプレート(reference)上での天体の検出・測光 → カタログ作成

等級補正・色指数補正

↓
テンプレートの天体の等級を標準等級に補正する
ワイドバンドのMOAフィルターから標準フィルターへの色指数補正
(OGLE II のカタログを用いる)

色等級図の作成

↓
等級・色指数補正で求められた補正式を用いる
エラー補正に用いる天体リスト作成 (CMDを利用)

DIAによるデータベース構築

↓
サブトラクション(リファレンス-カレント)
変光天体の検出 (座標・フラックス)
検出された天体間の同定 → 測光する天体のリスト作成
DIAによる天体のリファレンスからの変光量の測光
エラー補正(フォトンノイズ以外の統計誤差の補正)

光度曲線の作成

測光された各天体を時系列にプロットする
(同時にエラー補正式を適用する)

図 4.4: 解析の全体の流れ

3千万個 of 天体の測光データがあり、web上でデータの公開がされており利用がすることができる。MOAとOGLE-IIの観測領域には重なる領域があるので、同一の天体を照合することができる。

星の位置はOGLEカタログでは赤経・赤緯で書かれており、DoPHOTで作られたMOAのカタログではCCD上の座標系で書かれている。そこで、CCD上の座標系を赤経・赤緯に座標変換を行い、赤経・赤緯の位置情報をもとにMOAとOGLEのカタログ上での星の同定を行った。MOA1はngb1～ngb16の16領域、OGLEはBUL_SC1～BUL_SC49の49領域の観測フィールドがあり、今回私は、MOA1のフィールドngb6とOGLE-IIのフィールドBUL_SC間で同定できた星約6700個を用いて等級の補正を各CCDチップごとに行なった(図4.4)。

カタログから同定された星に対して、B&CのDoPHOT等級 $B_{DoPHOT} \cdot R_{DoPHOT}$ を横軸に、OGLEの等級 $V \cdot I$ を縦軸にプロットする。式(4.2)に従う分布が現れるので、この分布に対して1次関数で線形フィットを行い等級補正の式を導出した。導出したMOAからOGLEへの等級補正の換算式に用いた星の分布を図4.5に示す。

$$I = 0.9659(\pm 0.0037) \times R + 25.8490(\pm 0.0425)(chip1) \quad (4.3)$$

$$I = 1.0276(\pm 0.0018) \times R + 26.7744(\pm 0.0207)(chip2) \quad (4.4)$$

$$I = 1.0263(\pm 0.0029) \times R + 26.9198(\pm 0.0336)(chip3) \quad (4.5)$$

$$V = 0.8312(\pm 0.0037) \times B + 24.6107(\pm 0.0358)(chip1) \quad (4.6)$$

$$V = 0.9685(\pm 0.0022) \times B + 26.5345(\pm 0.0224)(chip2) \quad (4.7)$$

$$V = 0.9712(\pm 0.0027) \times B + 26.6524(\pm 0.0276)(chip3) \quad (4.8)$$

4.4.2 色指数補正

前節において、OGLEカタログを用いた等級補正を行った。B&Cで使用されたフィルターはワイドバンドであることは先に述べたが、星の光度は波長

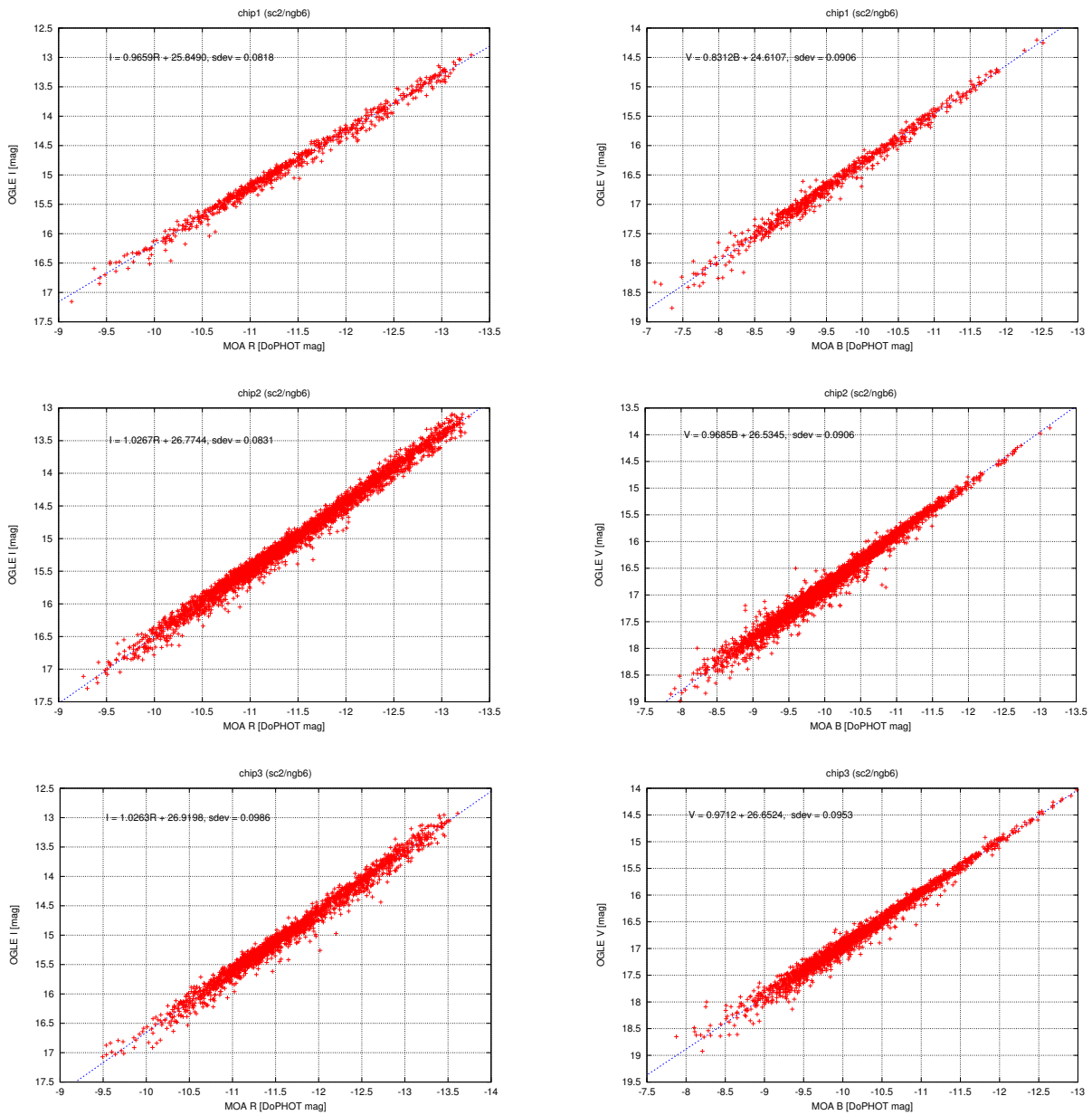


図 4.5: ngb6 と sc2 の等級補正 : 左列; $R \rightarrow I$ への補正、右列; $B \rightarrow V$ への補正 (上:chip1 中:chip2 下:chip3)

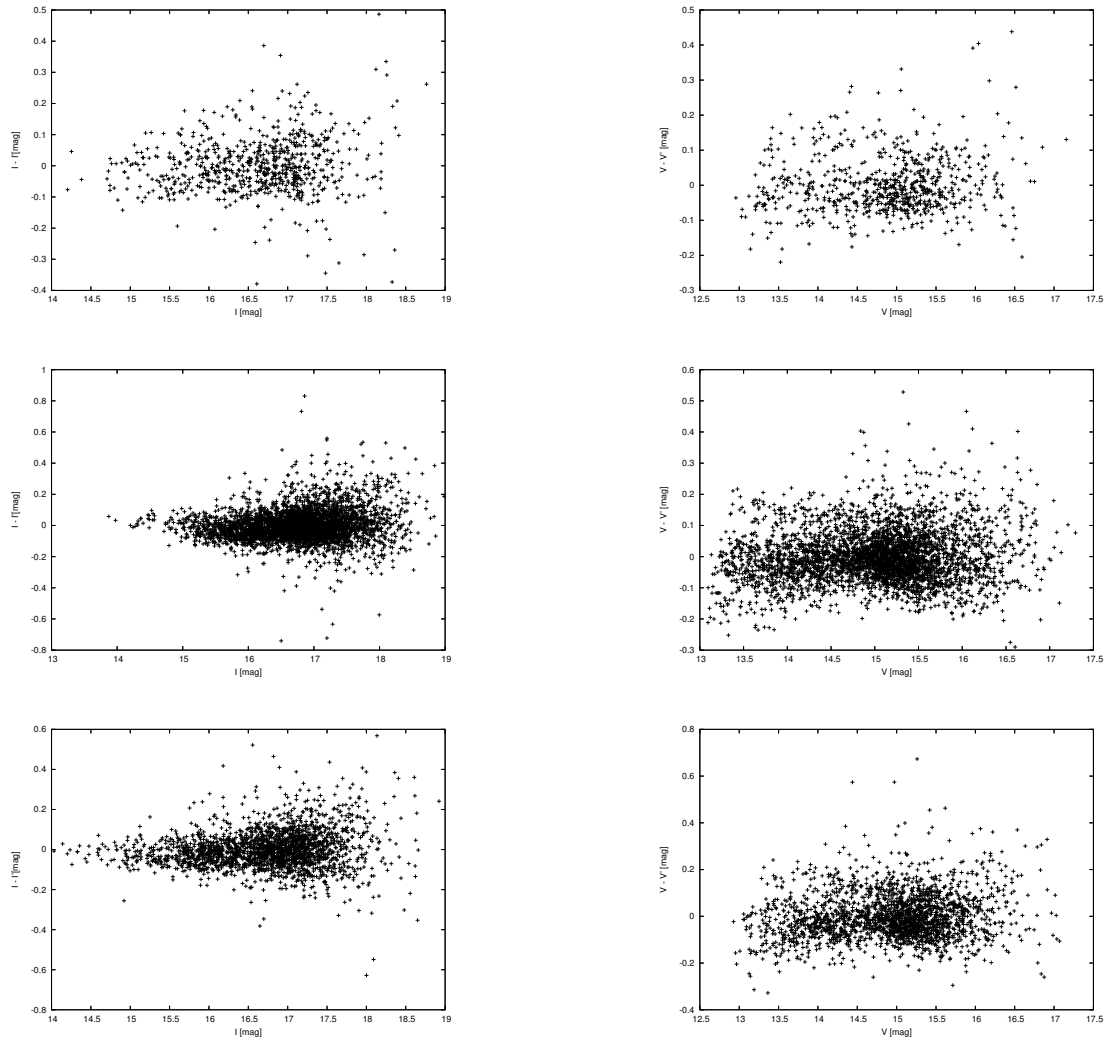


図 4.6: ngb6 と sc2 の等級補正後の B&C カタログの I, V' 等級と OGLE カタログの I, V 等級の差 (上:chip1 中:chip2 下:chip3)

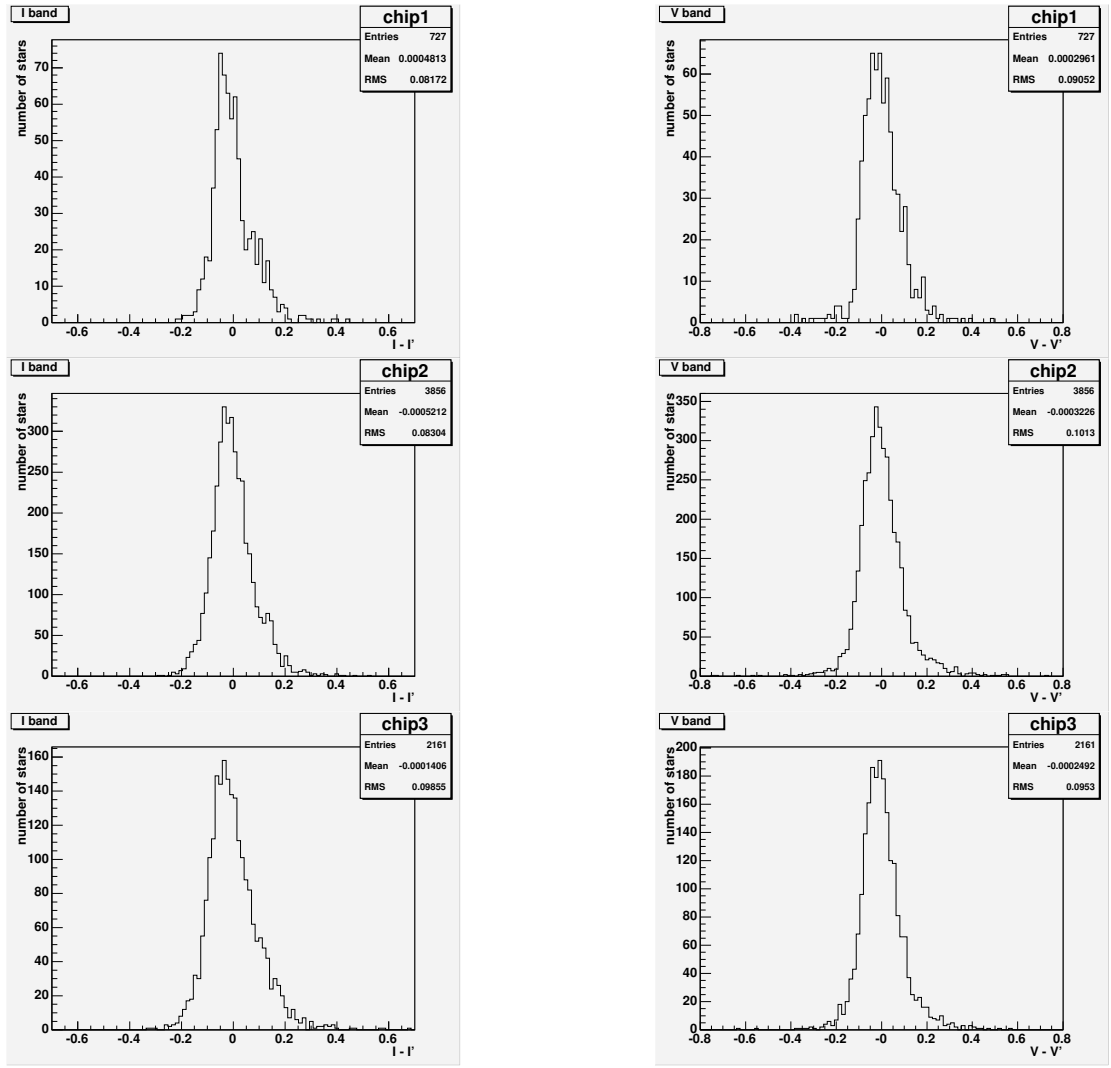


図 4.7: ngb6 と sc2 の等級補正後の B&C カタログの I, V' 等級と OGLE カタログの I, V 等級の差のヒストグラム (:chip1 :chip2 :chip3)

帯によって変化することから、透過波長帯の違いによる色指数の補正を行うことで標準フィルターの等級値に近似的に補正することができる。

短波長側の等級を M_s 、長波長側の等級を M_l とするとき、一般に色指数の補正は式 (4.9) で表される。添字の ref はカタログの標準等級値を obs は観測された任意のフィルターでの等級値を表す。

$$M_{s \cdot ref} = M_{s \cdot obs} + a(M_{s \cdot obs} - M_{l \cdot obs}) + b \quad (4.9)$$

$$M_{l \cdot ref} = M_{l \cdot obs} + c(M_{s \cdot obs} - M_{l \cdot obs}) + d \quad (4.10)$$

ここで、 $a \cdot c$ は、色指数補正のための係数である。色指数は $(M_{s \cdot obs} - M_{l \cdot obs})$ で表される。式 (4.9)、(4.9) を変形して、

$$M_{s \cdot ref} - M_{s \cdot obs} = a(M_{s \cdot obs} - M_{l \cdot obs}) + b \quad (4.11)$$

$$M_{l \cdot ref} - M_{l \cdot obs} = c(M_{s \cdot obs} - M_{l \cdot obs}) + d \quad (4.12)$$

となり、色指数と等級差を 1 次関数で表せる。前節で用いた同定された星に対して等級差と色指数の対応付けをして、最小二乗法を適用すれば式 (4.11)、(4.12) を導出できる。こうして得られた色指数補正式は式 (4.13-4.18) になる。ここでは、 $M_{s \cdot ref}$ と I、 $M_{l \cdot ref}$ と V、 $M_{s \cdot obs}$ と B、 $M_{l \cdot obs}$ と V がそれぞれ対応している。

色指数の補正式と星の分布を図 4.9、図 4.10 に示す。

$$I = R - 0.1311(\pm 0.0058) \times (B - R) + 26.4668(\pm 0.0105)(chip1) \quad (4.13)$$

$$I = R - 0.1672(\pm 0.0030) \times (B - R) + 26.6846(\pm 0.0042)(chip2) \quad (4.14)$$

$$I = R - 0.1776(\pm 0.0048) \times (B - R) + 26.8763(\pm 0.0072)(chip3) \quad (4.15)$$

$$V = B - 0.2257(\pm 0.0132) \times (B - R) + 26.6309(\pm 0.0238)(chip1) \quad (4.16)$$

$$V = B - 0.1178(\pm 0.0045) \times (B - R) + 27.0123(\pm 0.0064)(chip2) \quad (4.17)$$

$$V = B - 0.0842(\pm 0.0057) \times (B - R) + 27.0690(\pm 0.0086)(chip3) \quad (4.18)$$

等級補正・色指数補正後の色等級図の一部を示す。

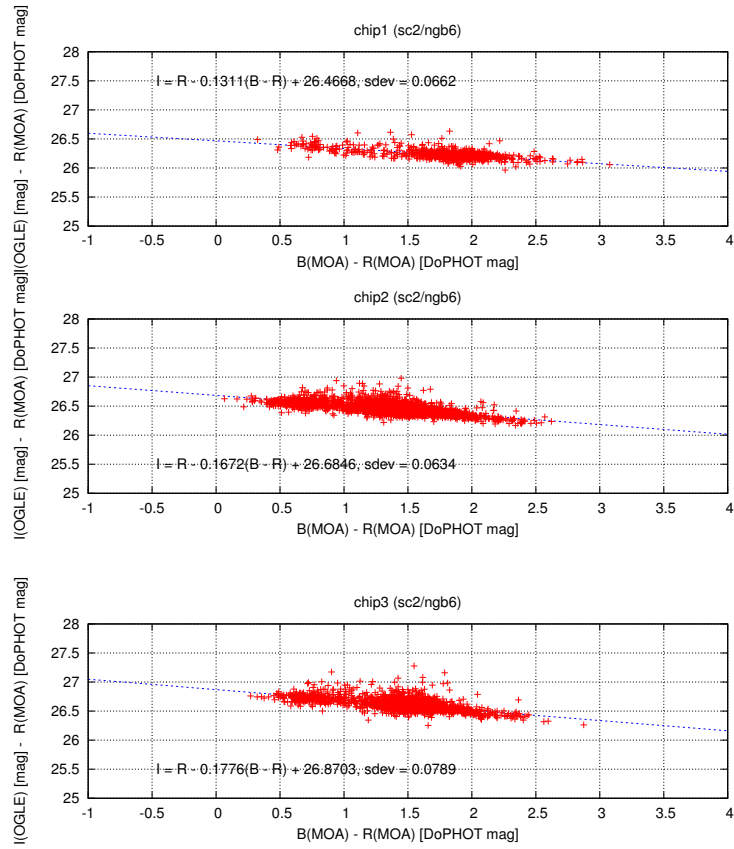


図 4.8: ngb6 と sc2 の $R \rightarrow I$ の色指数補正 (上:chip1 中:chip2 下:chip3)

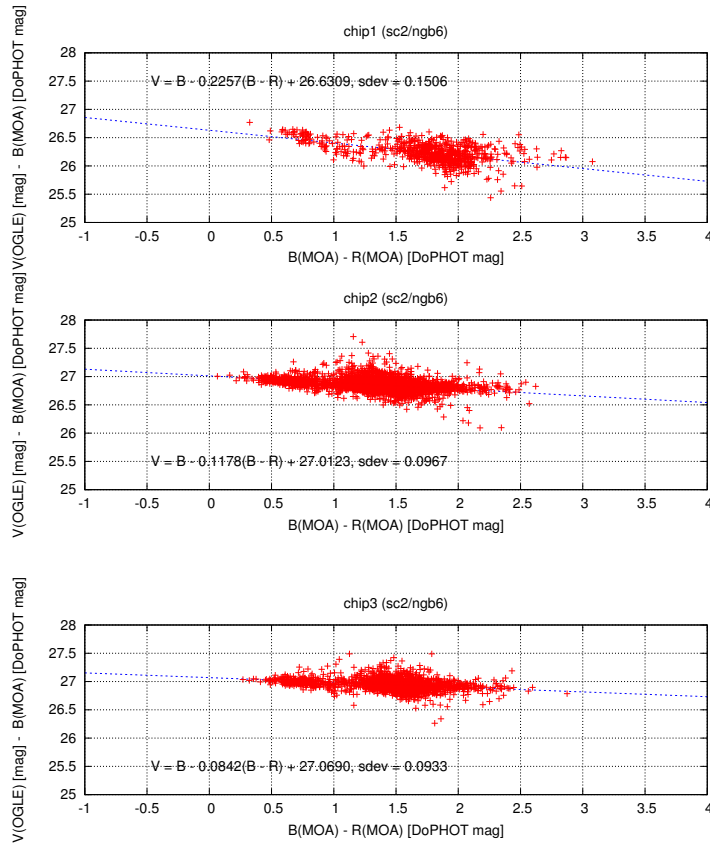


図 4.9: ngb6 と sc2 の $B \rightarrow V$ の色指数補正 (上:chip1 中:chip2 下:chip3)

4.5 DIA によるデータベース構築

DoPHOTによるテンプレートからのカタログが作られた後は、DIAによるリファレンスとカレント間のサブトラクションと測光、フラックスの適正な誤差の見積もり・補正を行った後、データポイントを時系列に並べ換えると、DIAでのデータベース構築は完了する。図4.5にDIAによる解析の流れを示す。

サブトラクションを完了した後は、差分後に作られるディファレンスフレーム中のリファレンスに対して変光している天体を抽出してゆく。変光天体として検出されたものに対して、同一天体を CCD 座標の情報をもとに抽出してゆき、ID, CCD 座標、ピーク ADU、リファレンスからの増減光の度合い等が並記されたリストを作る。さらに、フレームごとに検出された変光天体の同定を行い、測光の対象となる変光天体の最終的なリストを作る。ID、CCD

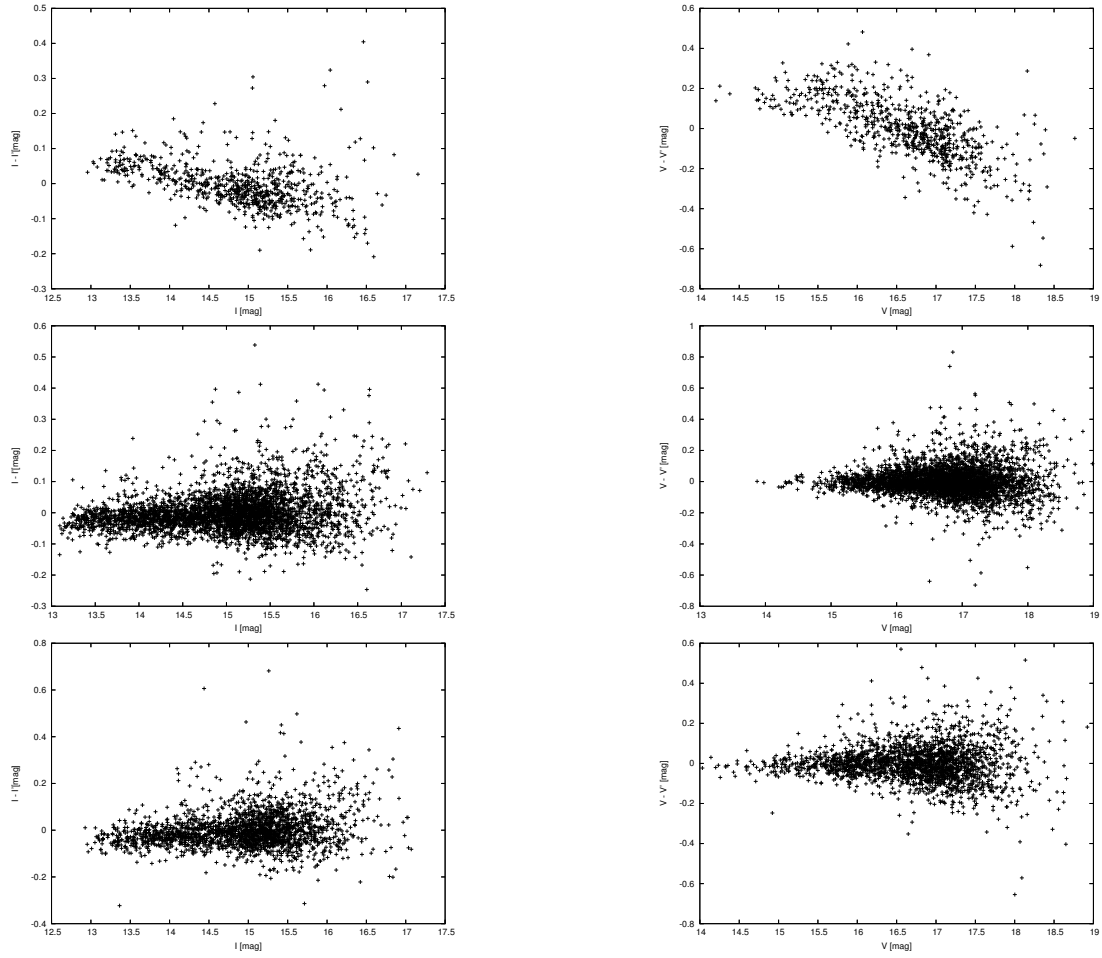


図 4.10: ngb6 と sc2 の色指数補正後の B&C カタログの I', V' 等級と OGLE カタログの I, V 等級の差 (上:chip1 中:chip2 下:chip3)

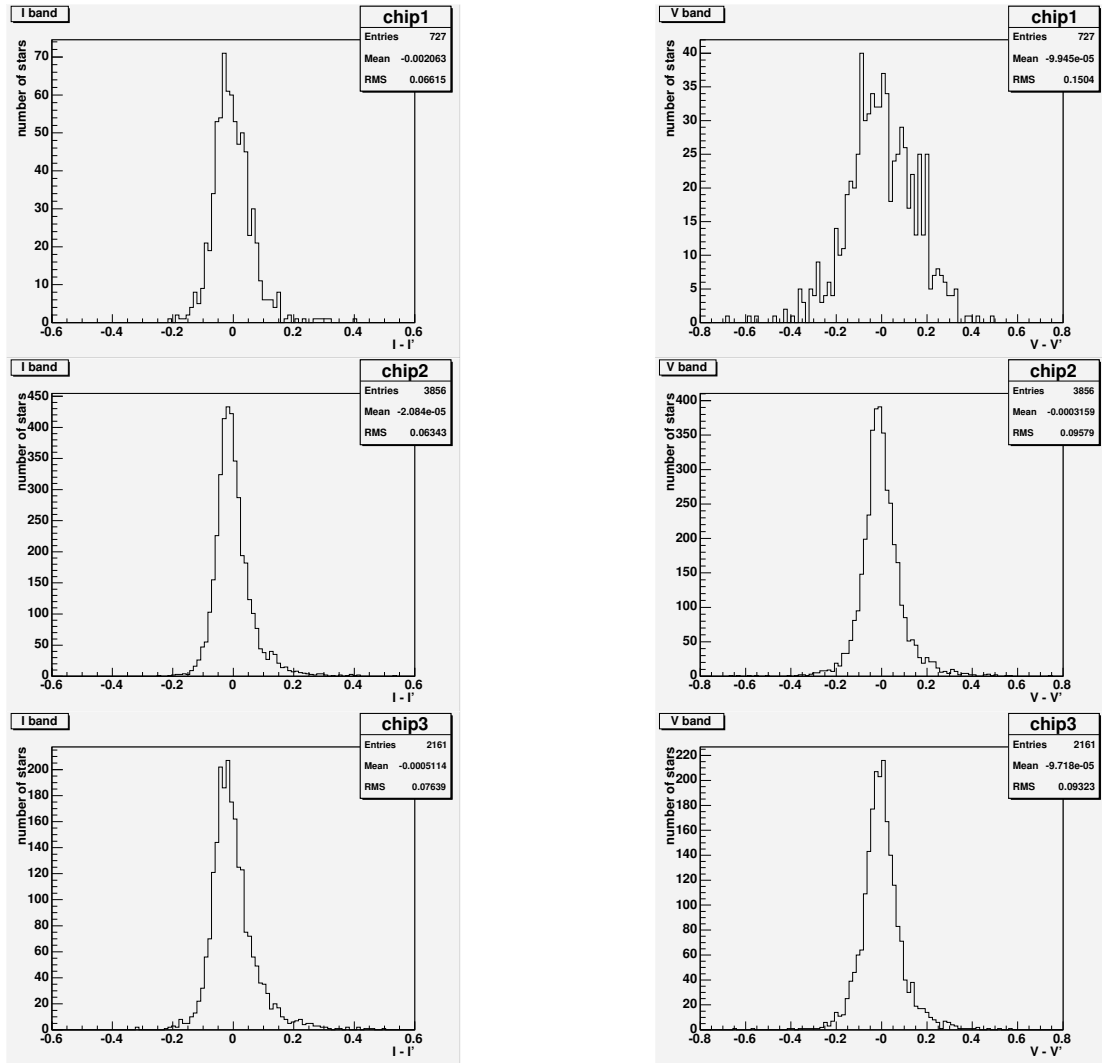


図 4.11: ngb6 と sc2 の色指数補正後の B&C カタログの I',V' 等級と OGLE カタログの I,V 等級のヒストグラム (上:chip1 中:chip2 下:chip3)

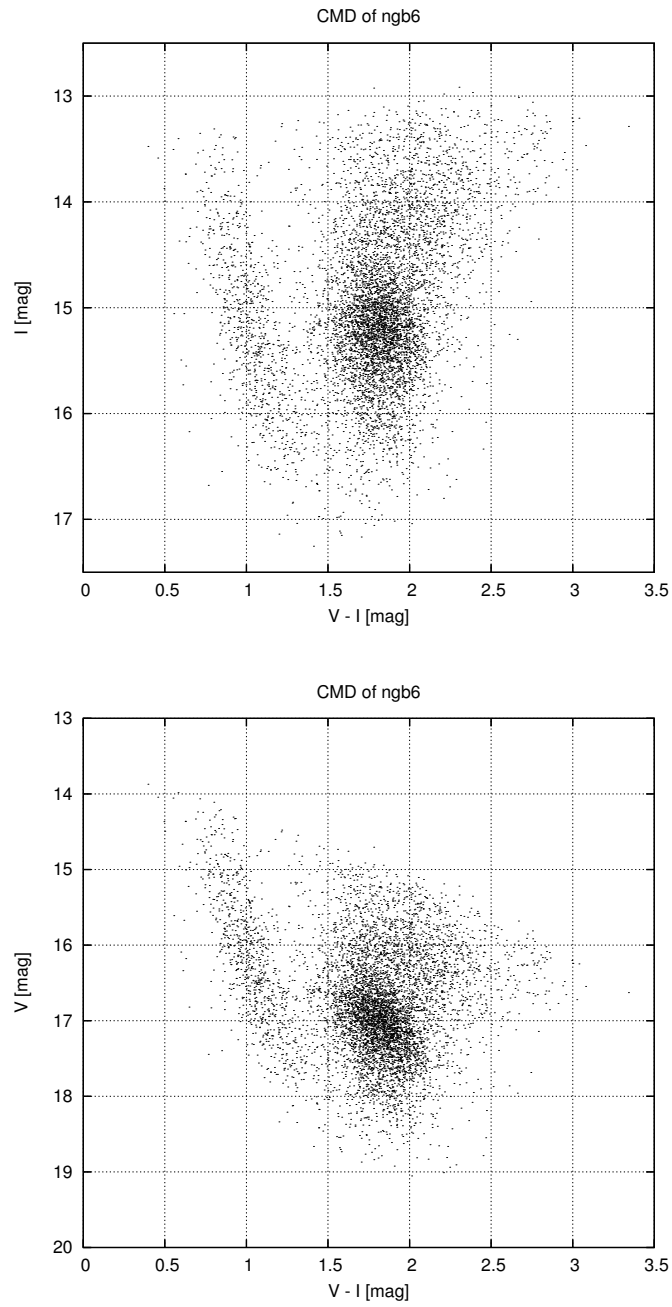


図 4.12: 補正後の色等級図 (ngb6): 上図 Iバンド、下図 Vバンド

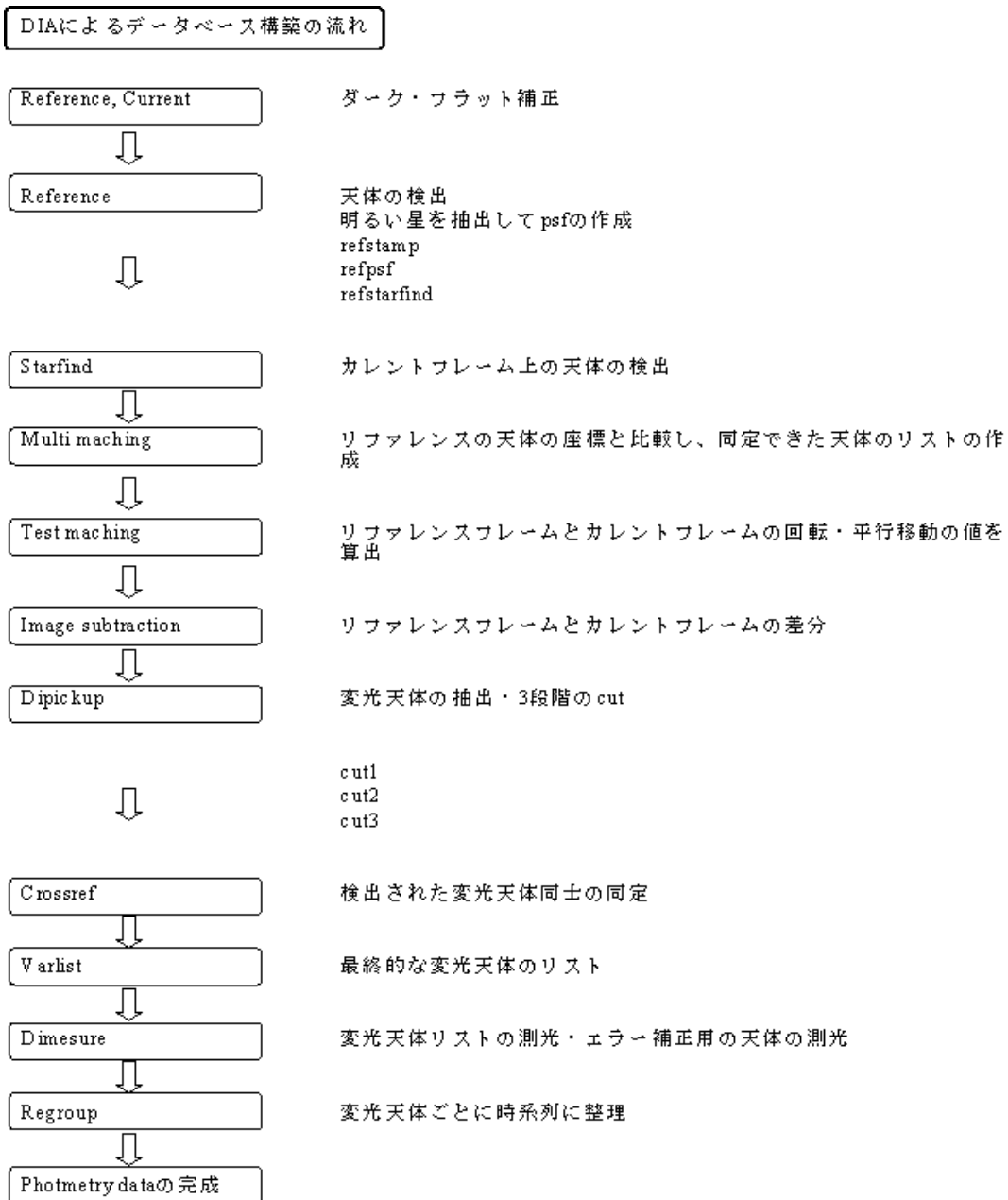


図 4.14: DIA による解析の模式図

座標、検出された回数が並記されている。

変光天体の同定には3段階の判定基準が存在する。各観測フレームはリファレンスフレームと時間を隔てて存在するので、観測時の気象や宇宙線・人工衛星の軌跡など観測条件の影響を受けている。こうした影響を受けデータとして扱えない天体を測光しても意味がない。検出の条件を設けて変光天体の数を絞る。下記が判定基準である。

criteria 1: 星のADU値がピーク場所から半径5ピクセル以内で、ADU値がゼロであるバッドピクセル(機能していない素子)の数が2個以内。

criteria 2: ピークを中心とした2×2ピクセルのサークル内で、ピークのピクセルと同符号のピクセルが90%を占める。

criteria 3: ピークを中心とした2×2ピクセルのサークルと、隣接する5×5ピクセルのボックス8個との間で、1つのボックスの平均ADU値を比較しその差を隣接する8つのボックスの標準偏差で割った値 σ が3.0より大きい。

$$\sigma = \frac{mean_{center} - mean_{around}}{sdev_{around}} > 3.0 \quad (4.19)$$

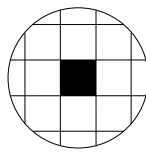


図 4.15: [2×2ピクセルのサークル] 黒いピクセルがADU値がピーク

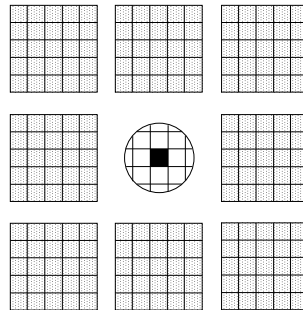


図 4.16: [σ を求める概念図] 中央のボックスと隣接する8つのボックス

4.5.1 変光天体の測光

同定された変光天体に対して、変光量を測光する(PSF測光)。ここでいう変光量はリファレンスフレームとカレントフレーム間のフラックス差(ΔF)の

ことである。

PSF 測光では、リファレンスフレームを 32 個のサブ領域 (500×500 ピクセル) に分割し、その中から 23×23 ピクセルの他の星とよく分離され、S/N が高い PSF イメージを用いる。PSF フィッティングは、変光量 $\Delta f = a_{psf}$ とベースラインの値 b (光度変化の一定なラインの値) を用いた最小二乗法 (式 (4.20)) によって行われる。

$$\chi^2 = \sum_i \left(\frac{a_{psf} P_i + b - \Delta f_i}{\sigma_i^2} \right)^2 \quad (4.20)$$

Δf_i 、 P_i はそれぞれ PSF イメージ、ディファレンスフレーム上での各ピクセルでの ADU 値である。 σ_i は光子ゆらぎを ADU 値で表し、次式で求まる。

$$\sigma_i = \frac{\Delta f_i a_0}{G} \quad (4.21)$$

G は gain [ADU/electron] を表し、 a_0 は、リファレンスとカレント間における光量のスケールを合わせる値である。フィッティングにより式 (4.22)、(4.23) が求まる。

$$\sigma_{psf} = \frac{\sum_i \frac{P_i^2}{\sigma_i^2} \sum_i \frac{\Delta f_i}{\sigma_i^2} - \sum_i \frac{P_i}{\sigma_i^2} \sum_i \frac{P_i \Delta f_i}{\sigma_i^2}}{det} \quad (4.22)$$

$$\sigma_{psf}^2 = \frac{\sum_i \frac{P_i^2}{\sigma_i^2}}{det} \quad (4.23)$$

ここで σ_{psf} は光子ノイズを表し、 det は

$$det = \sum_i \frac{1}{\sigma_i^2} \sum_i \frac{P_i^2}{\sigma_i^2} - \sum_i \frac{P_i^2}{\sigma_i^2} \quad (4.24)$$

である。この PSF 測光は ADU 値が飽和しているピクセルやバッドピクセルは除いて行なう。測光後には、フラックスの変化量 $\Delta f = a_{psf}$ とそのエラー σ_{psf} 、 chi^2 等が並記された新たなリストが構築される。こうして PSF 測光の χ^2 ごとに対応した適正なエラーを全ての測光後のフレームに補正することで変光量 Δf による光度曲線を作成する。

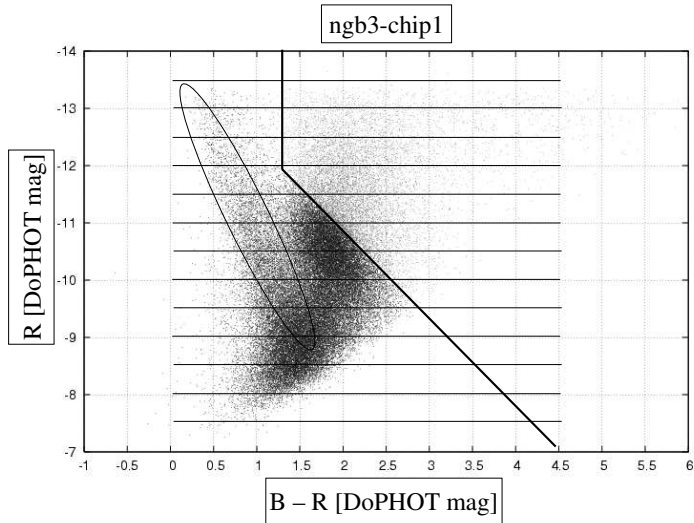


図 4.17: 変光していない天体の選別 変光星が多く存在する領域を避け、主系列よりの領域へまずおおきなカットをかけた。太線より左側が星を抽出した範囲、丸囲みは主系列の分布、横線は区切った 0.5 等級ごとの刻みを表している。ここでは DoPHOT 等級に対応する 14 の階級に分け暗い側から mag1-mag14 までを便宜的に定義してある。

4.5.2 エラー補正

PSF 測光で求められた Δf のエラーにはフォトンノイズしか含まれていない。フォトンノイズは星の光のばらつきから発生するものであるが、実際に観測されるイメージにはフォトンノイズ以外にも CCD からの読み出しノイズ、観測時の夜光のゆらぎ (スカイバックグラウンド) などに起因するエラーが含まれている。これらの成分加味した適正な Δf のエラー補正を行った。

補正には光量が一定とみなせる星のデータを使って、PSF 測光で得られたエラー特性を調べた。リファレンスフレームから作成した CMD 上で、比較的変光星が少ないと考えられる領域を選び、測光用の星のリストを作った。0.5 等級ごとに約 1000 個前後ずつの星を選び出してある。このリストをもとに DIA による Δf の測光を行なった。ここで、更に変光星を省くために、時系列に並び換えた測光データを光度曲線に描き、光度変化のメジアンを用いた χ^2 の値 (式 4.25) から選別を行い (図 4.18)、変光の度合いが大きい星をリストから除外し、最終的にエラー補正に使う変光していない星の選別を行なった。 χ^2

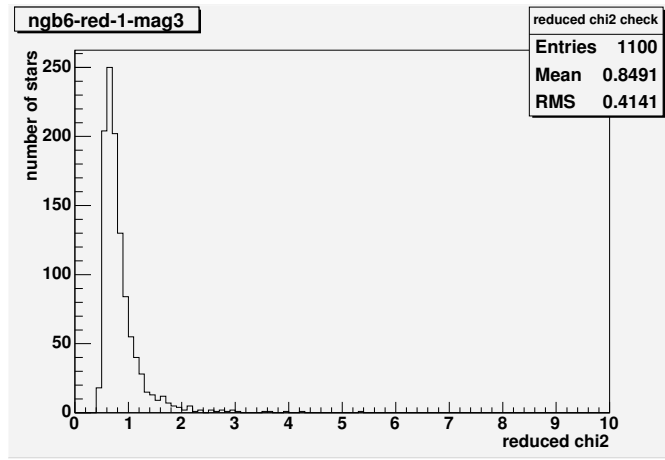


図 4.18: 個々の星について時系列に並び換えたときの変動をメジアンをとって χ^2 の値から除外する星を決めた。図は ngb6 のチップ 1 のもので $reduced\chi^2 = 1.2579$ である。

の値は、次に述べる $\sigma_{residual}$ と DoPHOT 等級の間に存在する関係性のために、明るさのグループごとに調整を行ってある。

$$\chi^2 = \sum_j^N \left(\frac{\Delta f_j - \Delta f_{median}}{\sigma_{psf_j}} \right)^2 \quad (4.25)$$

ここで j は、 j 番目の星の時系列データ中の j 番目のデータを意味する。フラックスの差 δf の変化量を residual とし次式で表す。添字の i は時系列を表す。

$$residual_i = \frac{\Delta f_i - \Delta f_{mean}}{\sigma_{psf,i}} \quad (4.26)$$

ここで Δf_{mean} は全フレームの変光量の平均値である。測光された δf の値が大きい程リファレンスとカレント間の Δf のゆらぎが大きいことが知られている (P.R.Wozniak, 2000)。今回私は、DoPHOT 等級で分けた変光していない星のグループごとに算出した $residual_i$ の値が DoPHOT 等級を基準にした明るさ (リファレンスでの総フラックス) からの変動 (Δf_i) の間に上述と同様な相関関係があることを用いて、エラーの見積もりと補正を行なった。DoPHOT 等級のグループごとに、全ての観測フレームでの $residual_i$ を算出し、ガウス分布でフィッティングした時の統計誤差 $\sigma_{residual}$ を計算し図 4.19 のような関係性を導出した。

図 4.19 では、DoPHOT 等級の大きさごとの σ_{resid} を * で示しており、 $Sdev$ と σ_{resid} を 3 次関数でフィッティングした関係式を実線で示す。3 次関数のフィッ

フィッティングが合っているかどうかを示すため、関係式で規格化した σ_{resid} をプロットしたところ、ほぼ1の値をとるので、3次関数のフィッティングは正しいと判断した。

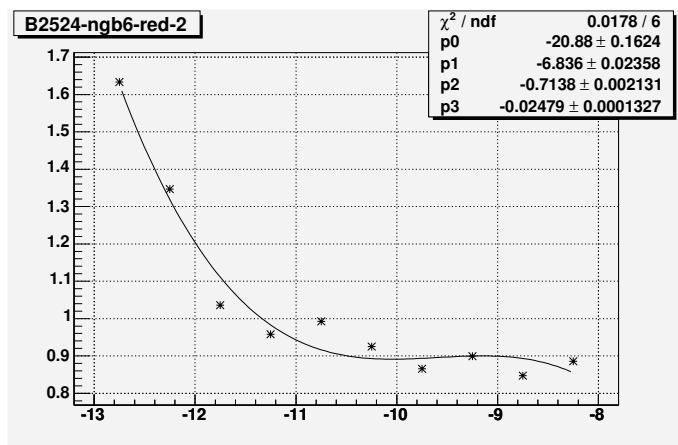


図 4.19: 変光の少ない天体の DoPHOT 等級 (縦軸) と $\sigma_{residual}$ (横軸) の関係: プロットは補正前のもので、 σ_{resid} を 3 次関数でフィッティングした関係式を実線で示してある。

σ_{resid} は、変光していない天体のフラックスの差のばらつきであるため、フラックスの差の誤差の基準の大きさとなる。また、式 (4.26) より σ_{resid} は、

$$\sigma_{resid} = \frac{\sigma_{\Delta f}}{\sigma_{psf}} \quad (4.27)$$

となる。よって、全ての DIA での測光における Δf のエラーの大きさ $\sigma_{\Delta f}$ は、 $\sigma_{psf} \times \sigma_{resid}$ と書ける。 $\sigma_{residual}$ は図 4.19 のように星の明るさと関係があるため、各測光における Δf のエラー $\sigma_{\Delta f}$ は、DoPHOT 等級と σ_{psf} から求まり、この関係は次のように表せる。

$$\sigma_{\Delta f} = \sigma_{psf} T(\text{DoPHOTmag}) \quad (4.28)$$

$T(\text{DoPHOT})$ は図 4.19 から得られた関係式で、DoPHOT 等級の関数である。

$$\sigma_{residual} = \frac{\sigma_{\Delta f}}{\sigma_{psf}} \quad (4.29)$$

上述のエラ-補正は、各観測領域と CCD チップ毎 (14 × 3) に行なった。それぞれ、観測領域ごとの星間物質の存在量とチップごとの個性を考慮するた

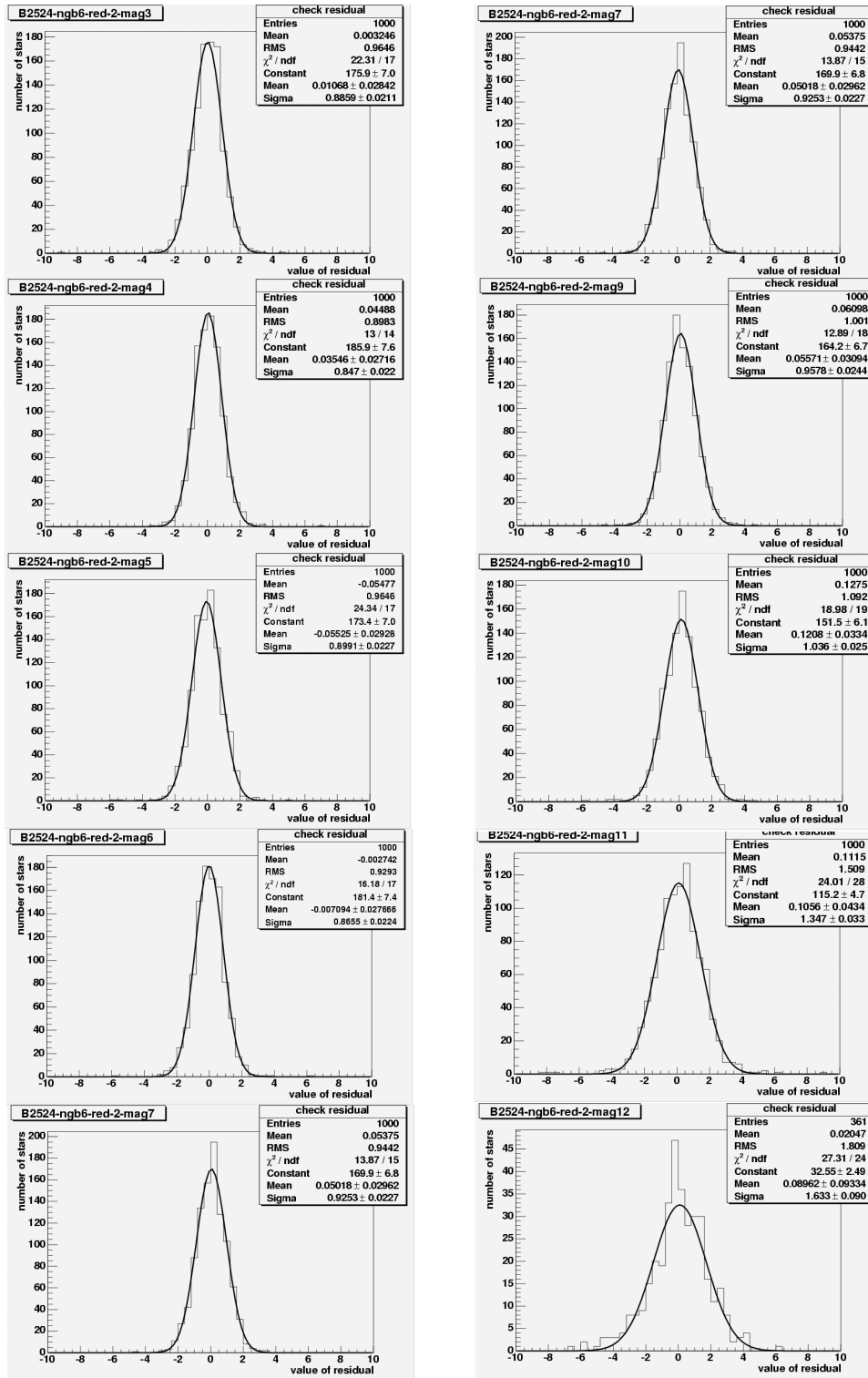


図 4.20: ガウスフィッティングした補正前の $residual_i$ のヒストグラム

めである。ここで行なったエラー補正によって、測光データは適正なエラー評価を経た光度曲線となり、DIAでのデータベースの作成が完了する。

5 変光星データベース

5.1 MOA1 観測データ中の変光星数

前章までのフォトメリーデータの作成後、変光星でない天体などが含まれているので、これを変光していない星を選別した時と同様に補正された Δf のエラーを用いた χ_{cor}^2 (式 5.1) の値を用いて、今度は変光の度合いが小さいデータを除いた (図 5.1 ただし現時点では、補正前の値を用いて図示してある)。その結果、MOA1 の 6 年間の観測データから得られた変光星の数は 584004 天体であった。観測領域ごとの変光星数を表 5.1 に示す。実際に光度曲線を χ_{cor}^2 の値に従って確認すると、上記のカットのだけでは変光星以外を確実にふるい落とすことができていなかったため、ここでの変光星数は暫定的なものである。さらに変光星を除去するカットを考慮する必要がある。

$$\chi_{cor}^2 = \sum_k^N \left(\frac{\Delta f_k - \Delta f_{median}}{\sigma_k} \right)^2 \quad (5.1)$$

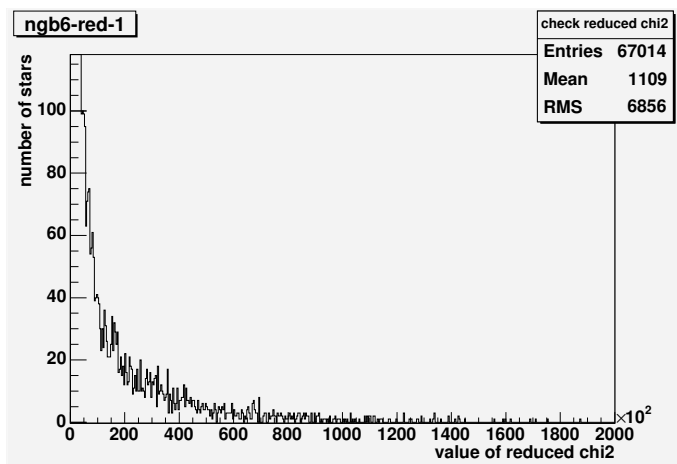


図 5.1: 図は ngb6 のチップ 1 での $\text{reduced}\chi^2$ のヒストグラムで $\text{reduced}\chi^2 = 6.29$ とした。

5.2 光度曲線の形状

前章までの解析ののち、変光星の種類としてどのようなものがデータベースに含まれているか光度曲線の例を挙げていく。

表 5.1: MOA1 の観測領域ごとの変光星の数 (表中の-はまだ解析を終えていない)。

| フィールド | ngb1 | ngb2 | ngb3 | ngb4 | ngb5 | ngb6 | ngb7 |
|-------|--------|-------|--------|--------|-------|--------|--------|
| 変光星の数 | 169405 | 47800 | 106510 | 113717 | - | 161296 | 104598 |
| chip1 | 59101 | 47880 | 30153 | 41052 | - | 52502 | 25953 |
| chip2 | 51182 | 42095 | 34943 | 31110 | - | 44150 | 29680 |
| chip3 | 59213 | 52246 | 41414 | 41555 | - | 65544 | 48960 |
| フィールド | ngb8 | ngb9 | ngb10 | ngb11 | ngb12 | ngb13 | ngb14 |
| 変光星の数 | - | - | - | - | 30018 | - | 48864 |
| chip1 | - | - | - | - | - | - | - |
| chip2 | - | - | - | - | 30018 | - | 17781 |
| chip3 | - | - | - | - | - | - | 31083 |

タイプ 1 周期が長く、規則性が見られる。

タイプ 2 周期が長く、タイプ 1 より規則性に欠ける。

タイプ 3 周期が短く (~3 日)、変動が大きい。

タイプ 4 不規則な変光をする。

タイプ 5 光度曲線のベースラインが変動する。

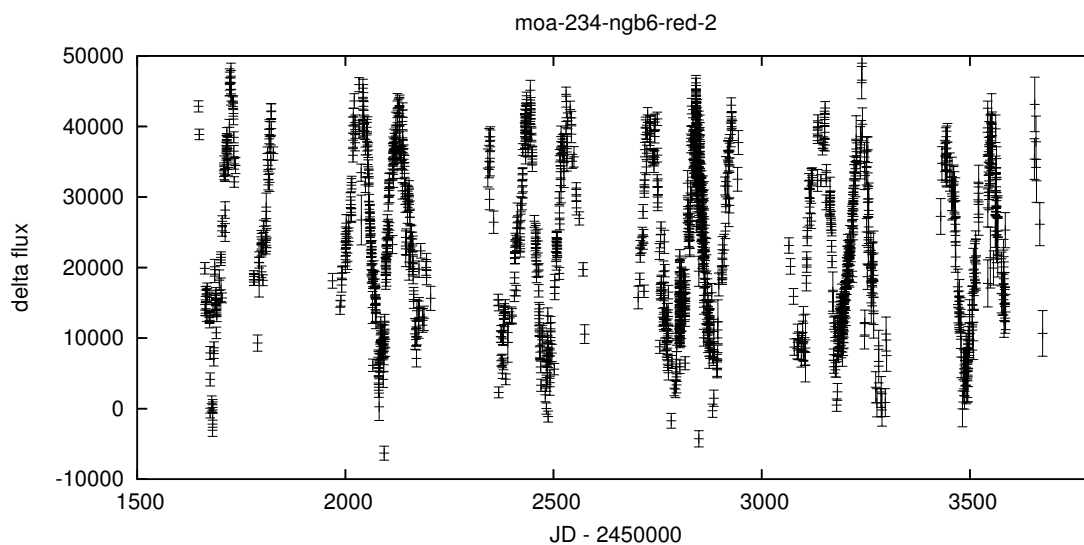


図 5.2: 光度曲線 タイプ 1

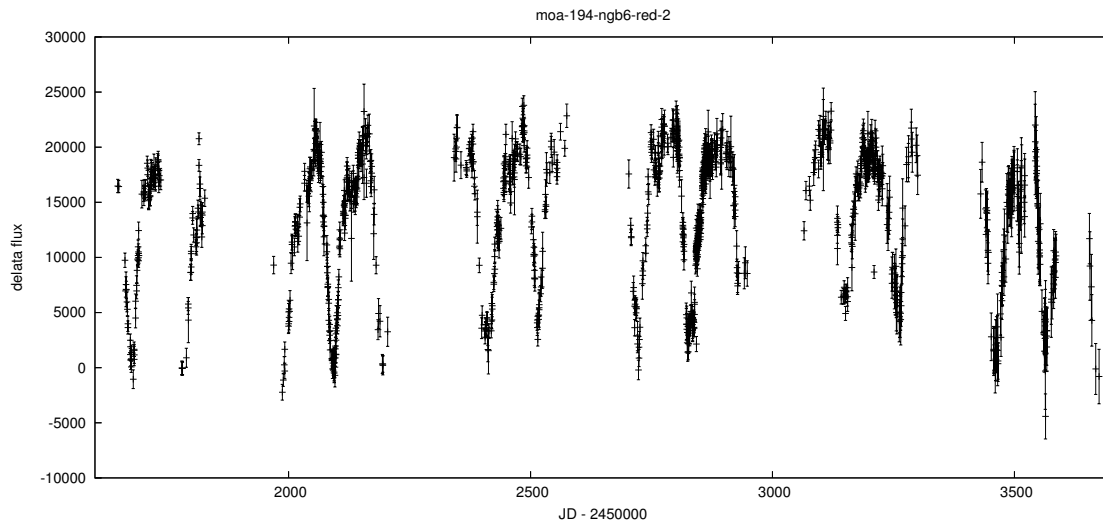


図 5.3: 光度曲線 タイプ 1

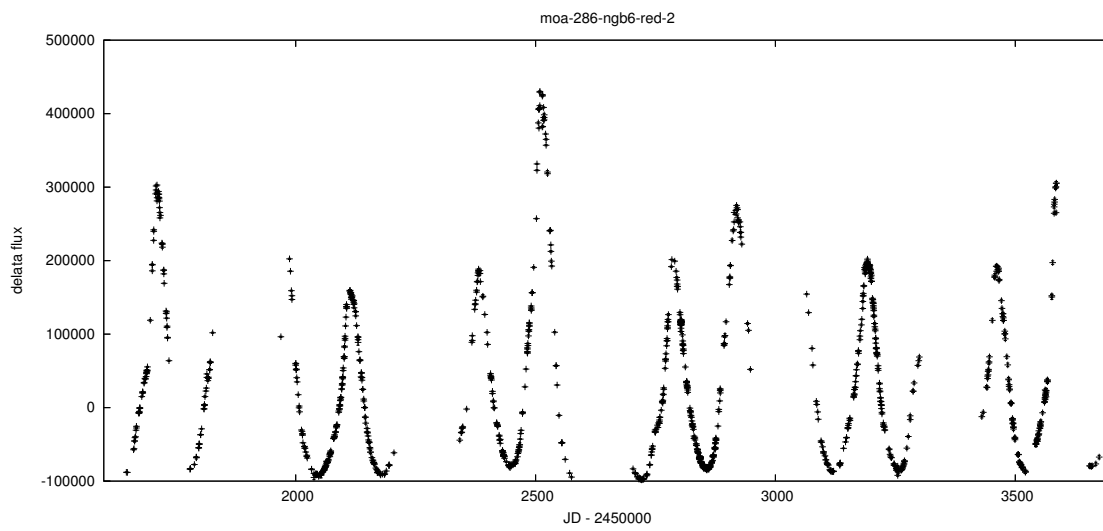


図 5.4: 光度曲線 タイプ 2

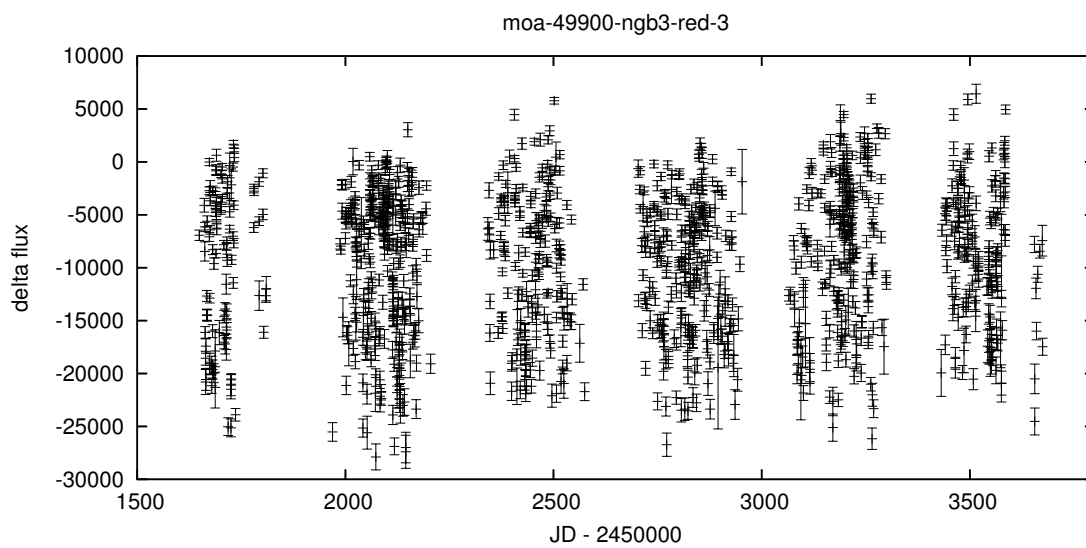


図 5.5: 光度曲線 タイプ 3

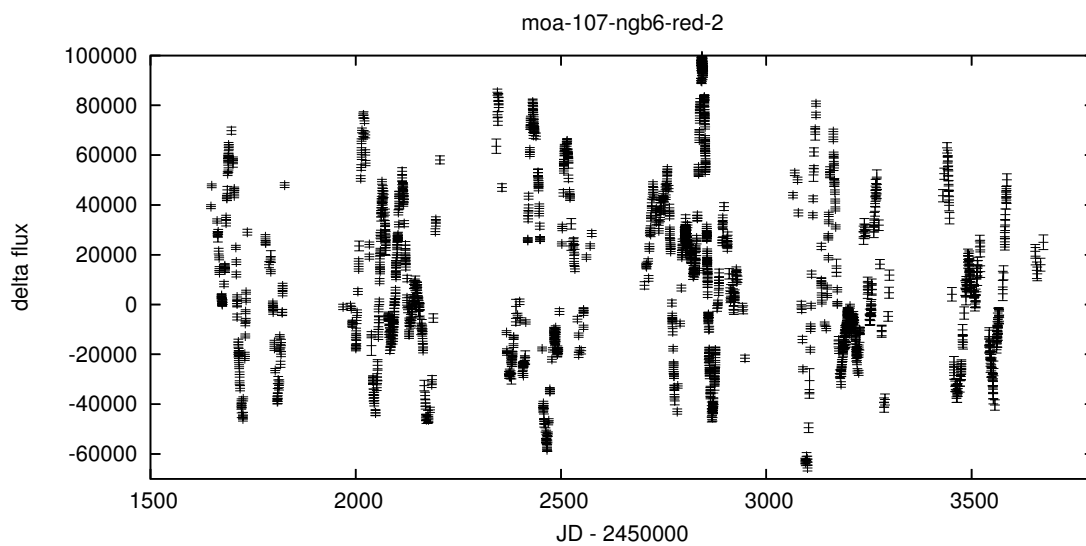


図 5.6: 光度曲線 タイプ 4

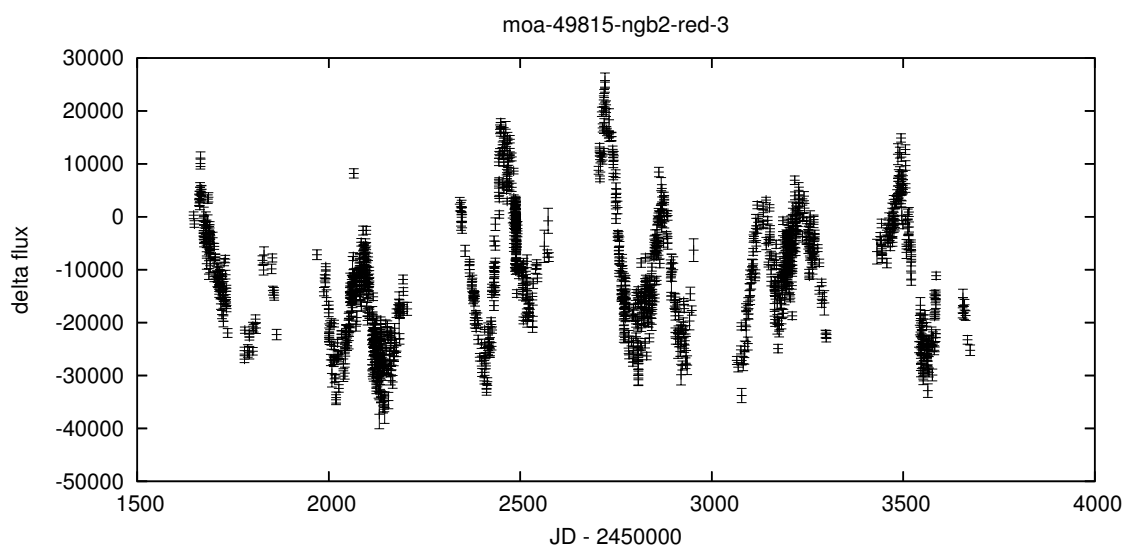


図 5.7: 光度曲線 タイプ 4

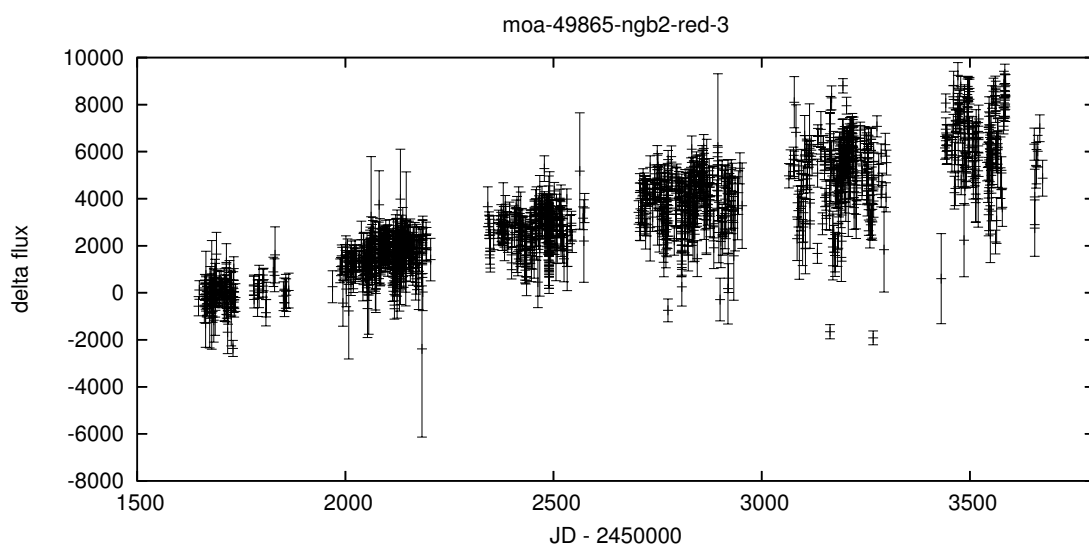


図 5.8: 光度曲線 タイプ 5

6 まとめと今後の課題

MOAの重力マイクロレンズ現象を利用した太陽系外惑星やMACHOs探索などの目的のための観測手法は、副産物として膨大な数の変光星データを含んでいる。本研究では、2000年5月から2005年10月の銀河バルジ方向のデータ解析を変光星データベースの構築を目的に行った。6年の期間を通しての解析は今回が初めてであった。

現時点では、測光データを解析し終えたにすぎない。今後このデータベースに解析を加えてゆくことで他の研究への転用が可能なデータベースであるとする他の研究への転用が可能なデータベースであるとする。

MOA1のデータベースに存在する変光星のデータベースをMOA2の変光星データベースに組みこむことで、重力マイクロレンズ現象のバックグラウンドとして存在する変光星の情報を増やすことが可能である。また、データベースを周期解析や光度周期関係の導出などの解析を加えることで、変光星の分類を図り、より充実した変光星データベースとすることは今後の課題である。仮に、セファイド型変光星やRRライエ型変光星などの光度周期関係を有する脈動変光星がデータベース中に多く存在しているとすれば、星間赤化による影響を補正したのち、冒頭で触れたような銀河バルジ方向の距離決定や構造解明の研究に結びつけることもできる。

現時点では、測光データを解析し終えたにすぎない。今後このデータベースに解析を加えてゆくことで他の研究への転用が可能なデータベースであるとする。

口径、視野ともに広くなり、性能が向上したMOA2の望遠鏡によって、さらに変光星データが蓄積され、さらなる変光星研究のデータ供給源となっていくものと期する。

7 謝辞

本研究を進めていくなかで、宇宙線研究室に関わる様々な方にご指導とご協力を頂きましたことを、深く感謝いたします。

ここまで導いて下さった指導教官の伊藤好孝先生に深く感謝いたします。研究全般において様々なご指導や助言を頂きました、村木綏先生、増田公明先生、松原豊先生、阿部文雄先生、さこ隆志先生、住貴宏先生に深く感謝いたします。

研究の一環として観測を経験した、ニュージーランドでの観測は、貴重な体験であり現地の方々の助けなくしては厳しかったと感じます。Pam Kilmartin氏、Alan Gilmore氏、Paul Tristram氏にはマウントジョン天文台で大変お世話になりました。厚く感謝いたします。

神谷浩紀さんには、研究全般にわたり様々な助言を頂きました。本村真敏さん、奥村卓大さん、福井暁彦さんとは観測を共に経験し研究においても、議論をして頂きました。毛受弘彰さん、小池貴さん、永治健太郎さん、松本秀紀さん、丸山泰弘さんには様々な助言や協力を頂きました。北澤恭平さん、田中隆之さん、間瀬剛さん、渡邊泰典さんにも様々にご協力を頂きました。

最期に、本研究室での研究機会を頂きましたことを深く感謝いたします。

参考文献

- [1] GCVS (General Catalogue of Variable Stars)
<http://www.sai.msu.su/groups/cluster/gcvs/gcvs/>
- [2] OGLE (THE GRAVITATIONAL LENSING EXPERIMENT)
<http://bulge.princeton.edu/ogle/>
- [3] 住貴宏 博士論文 名大宇宙線記事 第2号 2002
- [4] 野田祥代 博士論文 名大宇宙線記事 第2号 2002
- [5] 齋藤ゆか 修士論文 名大宇宙線記事 第1号 2003
- [6] 神谷浩紀 修士論文 名大宇宙線記事 第1号 2005
- [7] 吉岡一男 「天体物理学入門」 放送大学教材
- [8] 杉本大一郎, 吉岡一男 「宇宙の進化」 放送大学教材
- [9] 高原文郎 「宇宙物理学」 朝倉書店
- [10] 齊尾英行 「星の進化」 培風館
- [11] 小暮智一 「輝線星概論」 ごとう書房
- [12] 小暮智一 「星間物理学」 ごとう書房
- [13] 北村正利 「連星 -測光連星論-」 ごとう書房

A 恒星の進化

A.1 星の誕生

星の形成は星間雲の重力収縮に端を発する。何らかの作用で角運動量や磁場等が十分小さくなった星間原子雲の低温高密度の領域(星間ガスの塊)が収縮を始める。ガス塊の質量が大きいほど小さな密度で収縮することができ、密度が小さな大きな塊が周囲から分れ重力収縮し、密度が高くなるとともに小さなガス塊に分裂しつつ重力収縮する過程をくり返していく。中心部は外層より速く収縮して高密度なコアを形成する。

分子雲の主成分は水素分子であり、分子雲中では水素分子が水素原子に解離し、水素原子がさらに水素イオン(陽子)と電子に電離するために、解放された重力エネルギーは解離エネルギーや電離エネルギーに費やされて熱エネルギーには変換しないために、ガス圧は上昇せず、重力収縮は圧力の抵抗をほとんど受けずに起こる。このように圧力の抵抗を受けずに行なわれる重力収縮を自由落下(free fall)という。

質量 M で半径 R のガス塊が等方的に自由落下を行い、半径 r の球になった場合、ガス塊に力学的エネルギー保存の法則を適用すると、その速さは dr/dt なので次式が成り立つ。

$$\frac{1}{2}\left(\frac{dr}{dt}\right)^2 = \frac{GM}{r} - \frac{GM}{R} \quad (\text{A.1})$$

ガス塊が自由落下によって潰れてしまう時間を t_{ff} とすると、式(A.2)で与えられる。

$$t_{ff} = \int_R^0 \frac{dt}{dr} dr = - \int_R^0 \left(\frac{2GM}{r} - \frac{2GM}{R} \right)^{-1/2} dr \quad (\text{A.2})$$

$r/R = \sin^2\theta$ とおくと式(??)の右辺の積分を求めることができ式(A.3)が得られる。

$$t_{ff} = \left(\frac{\pi R^3}{8GM} \right)^{1/2} \quad (\text{A.3})$$

さらに R^3/M をガスの塊平均密度 ρ で置き換えると式(A.4)が得られる。

$$t_{ff} = \left(\frac{3\pi}{32G\rho} \right)^{1/2} \quad (\text{A.4})$$

t_{ff} を自由落下 (free fall time) という。平均密度が高い程自由落下時間は短いので、分裂をくり返した小さなガス塊ほど重力収縮は速く、周囲から孤立していく。太陽質量のガス塊が重力収縮するための粒子数密度は $50 \text{ 万個}/\text{cm}^3$ 以上である。分裂の最終段階に達したガス塊では、ガス圧が重力に拮抗するほどに増しており、静水圧平衡といわれる状態にある。このような段階の星を原始星 (protostar) という。原始星の周りは、星間分子の円盤 (降着円盤) が取り囲み、そこからガスがさらに原始星に降り積もる。

静水圧平衡に近い状態のガス塊に対してはビリアル定理が成り立つ。ガス塊の圧力が重力エネルギー (E_g) に等しく、ビリアル定理よりガス塊の平均圧力 ($\langle P \rangle$) が重力エネルギーの体積に関する平均値の絶対値の $1/3$ に等しいことが導かれる。ここでガス塊の体積を V とするとき式 (A.5) で表される。

$$\langle P \rangle = -E_g/3V \quad (\text{A.5})$$

原始星では主成分の水素が電離しているので、原始星のもつ全エネルギー E は熱エネルギー E_{th} と重力エネルギーの和に等しいことが導かれる。

$$E = -E_{th} = E_g/2 \quad (\text{A.6})$$

式 (A.6) から言えることは、原始星が収縮し重力エネルギーが減少すると全エネルギーも減少するので、原始星は収縮して安定な状態に向かう。さらに収縮して E が減少すると熱エネルギーが増加して内部の温度が上昇する。

A.2 主系列の時代

静水圧平衡に達したばかりの原始星は、低い表面温度をあまり変えずに明るさを減少させていく。この進化段階を林フェーズといい、原始星の内部全体で対流が起きている。その後、原始星の中心部から対流が消えていくにつれ、今度はあまり明るさを変えないで表面温度を上昇させていく。原始星の表面温度が上昇して可視域で観測できるようになる時期の星は前主系列星と呼ばれ、HR 図で主系列の上方に分布する変光輝線星として観測される。A 型より早期側の Herbig Be/Ae 星、それより晩期側は T Tau 星と呼ばれるグループである。中心温度が上り続け 1000 万度 程度となると、星の中心核で水素の熱

核反応が始まり、このときを、零年齢主系列 (zero-age main sequence star) といい、主系列という進化段階の安定期に入る。このとき、水素の核反応エネルギーの供給によって星は力学的平衡状態を保つようになり、質量によってきめられた表面光度と半径を維持する。

主系列星の質量と光度の間に相関関係 (表 A.1、図 A.1) が存在しており、質量光度関係 (mass luminosity relation) という。主系列星の光度は質量によって決り、光度が質量の 2~4 乗に比例して急激に増加している。主系列星に比べ巨星・超巨星は質量の比し光度が大きく、白色矮星は質量の比し光度は小さく、光度は質量以外の要素に大きく依存している。主系列星が質量光度関係に従うことから、質量が求まれば光度や半径等の構成の物理量が求まることを意味する。

表 A.1: 主系列星の質量-光度比

| 種族 | 有効温度 [K] | M/M_{\odot} | L/L_{\odot} | $(M/L)_v$ |
|----|----------|---------------|---------------|-----------|
| O5 | 45000 | 40 | 13000 | 0.003 |
| B5 | 15000 | 6 | 210 | 0.03 |
| A5 | 8300 | 2 | 16 | 0.1 |
| F5 | 6600 | 1.3 | 4.4 | 0.3 |
| G5 | 5600 | 0.9 | 0.8 | 1.1 |
| K5 | 4400 | 0.7 | 0.1 | 7 |
| M5 | 3300 | 0.2 | 0.01 | 152 |

主系列星としての安定期は星のもつ水素のおよそ 12% が He に変換するまで継続し、その時間を t_{MS} とすると、式 (A.7) で表される (Sandage 1957)。

$$t_{MS} = 1.1 \times 10^{10} \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}} \quad (\text{A.7})$$

また、 $0.08M_{\odot}$ 以下の星は、前主系列の段階で重力収縮しても中心温度が水素核燃焼が起こる $10^7 K$ に達しない。このような質量が小さく半径が小さい星では、量子力学的効果によって電子が縮退し、重力収縮が止まってしまい、温度は冷えてゆき褐色矮星 (Brown Dwarf) となる。このように、主系列星の性質は基本的に星の質量によって決定されている。図 A.2 に主系列星の質量の違いによる進化経路を示す。

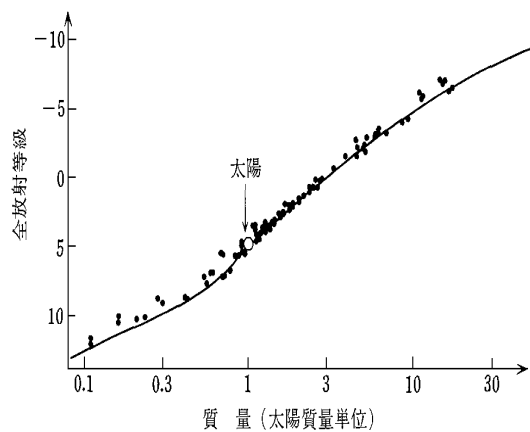


図 A.1: 主系列星の質量と明るさの関係 Kippenhahn,R. & Wegert,A. Stellar Structure and Evolution 1990

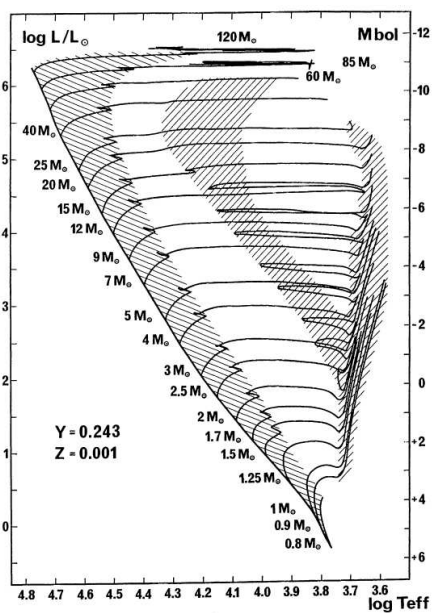


図 A.2: 斜線で覆われた部分は進化の速さが遅いため多くの星が観測される領域。左上か右下への対角線の領域が主系列星、右側の低温の領域が赤色巨星の分岐、 $5 - 10 M_{\odot}$ の星が図の中央に占めている領域はヘリウム燃焼が起こっている段階の星を表す。
(G.Schaller et al,1992,A\$AS.,96)

A.3 主系列以降の進化

静水圧平衡に達したばかりの原始星は、低い表面温度をあまり変えずに明るさを減少させていく。この進化段階を林フェーズといい、原始星の内部全体で対流が起きている。その後、原始星の中心部から対流が消えていくにつれ、今度はあまり明るさを変えないで表面温度を上昇させていく。原始星の表面温度が上昇して可視域で観測できるようになる時期の星は前主系列星と呼ばれ、HR図で主系列の上方に分布する変光輝線星として観測される。A型より早期型の Herbig Be/Ae 星、それより晩期型は T Tau 星と呼ばれるグループである。中心温度が上がり続け 1000 万度程度となると、星の中心核で水素の熱核反応が始まり、このときを零年齢主系列 (zero-main sequence star) といい、進化段階は安定期の主系列に入る。このとき、水素の核反応エネルギーの供給によって星は力学的平衡状態を保つようになり、質量光度関から主系列星の光度は質量によって決まり、光度が質量の 2~4 乗に比例して急激に増加している。主系列星に比べ、巨星・超巨星は質量に比し光度は小さく、光度は質量以外の要素に大きく依存している。主系列星が質量光度関係に従うことから、質量が求まれば光度や半径などの恒星の物理量が求まる。主系列星としての安定期は、星のもつ水素のおよそ 12% が He に変換するまで継続し、その時間を t_{MS} とすると、式 A.8 で表される (Sandage 1957)。

$$t_{MS} = 1.1 \times 10^{10} \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}} \quad (\text{A.8})$$

コアでの燃焼が終わると、星は主系列星を離れる。その後の進化は星の質量により異なるが、赤色巨星などの分岐を経て、星の内部の燃料を消費しつくした後には、白色矮星や中性子星、あるいはブラックホールを残して星は終焉を向かえる。

水素燃焼反応により中心部の水素がヘリウムに融合すると水素がなくなるので、水素燃焼反応の場所は中心部を囲む球殻に移り、その内部は熱エネルギーを失って圧力が減少するので重力収縮する。その結果、圧力分布が変化して新たな静水圧平衡を保とうと球殻は膨脹するので、星の半径は増加し、表面温度は下がり星は赤色巨星になる。その後、重力収縮して $10^7 K$ 以上になった中心部では、ヘリウムが炭素や酸素に融合するヘリウム燃焼反応が起き、赤

色巨星に向かう逆のメカニズムが働き、中心部は膨脹し外層は収縮して星の半径は減少して表面温度は増加する。さらに中心部でヘリウムがなくなると、中心部は重力収縮し、外層は膨脹して赤色超巨星になる。このような過程をくり返して恒星は進化をし、中心部ではより重い元素が核融合反応により生成される(表)。その後、鉄等の原子核がガンマ線を吸収してヘリウム等に分解する光分解反応を経て、その結果、熱エネルギーを失い圧力の急低下した中心部は急激な収縮を始め、それが引き金となって超新星爆発が起こる。上記は太陽質量の12倍以上の質量を有する恒星の主系列以降の進化経路で、これより軽い星は途中の進化段階で終わる。例えば太陽などは、ヘリウム燃焼反応の段階で終わり、炭素や酸素から成る白色矮星となる。一般的に誕生時の質量が軽い星ほど前の進化段階で終わる。表 A.2 に単独星の質量の違いによる進化経路を示す。

表 A.2: 単独星の進化の最終形態

| 質量 | 進化の最終形態 |
|---|---|
| $M < 0.08M_{\odot}$ | 水素核燃焼を起こさずに惑星状のままである。 |
| $0.08M_{\odot} < M < 0.45M_{\odot}$ | ヘリウムの白色矮星になる。しかし、宇宙年齢を経てもまだ主系列星のままである。 |
| $0.45M_{\odot} < M < 0.8M_{\odot}$ | ほとんどの星は水素の多い外層を失って C+O の白色矮星になる。7-8 M_{\odot} の星は炭素爆然型の超新星となるかもしれない。 |
| $0.8M_{\odot} < M < 10M_{\odot}$ | 電子の縮退した O+Ne+Mg のコアが形成される。中心で電子捕獲反応が酸素燃焼に勝ると、鉄のコアの重力崩壊型超新星となる。 |
| $10M_{\odot} < M < 40(\pm 10)M_{\odot}$ | 電子の縮退した鉄のコアが形成され、鉄のコアの重力崩壊型超新星となる。超新星爆発によって星の外層は吹き飛び、超新星残骸になる。吹き飛ばずに残ったコアの中心部分が中性子星になる。 |
| $40(\pm 10)M_{\odot} < M$ | 電子の縮退した鉄のコアが形成され鉄のコアの重力崩壊型超新星となる。超新星爆発が不発に終わり、星全体がつぶれてブラックホールになる。 |

○白色矮星

星の進化の結果、初期の質量が $8M_{\odot}$ よりも小さい星は白色矮星となる。理論的には初期の質量が $0.5M_{\odot}$ よりも小さい星はヘリウムからなる白色矮星をのこすが、このような星の主系列の寿命は宇宙年齢よりはるかに長く現実には存在しないと考えられる。大部分の白色矮星は $C + O$ からなり、初期質量の大きい星の一部は $O + Ne + Mg$ からなる白色矮星を残すと考えられている。

白色矮星は電子の縮退圧で支えられた星であり、温度がゼロでも安定に存在できる。縮退圧が自己重力を支え静水圧平衡(力学平衡)を保っているのである。実際に存在する白色矮星は有限の温度を持っており、初期には10万度を超える表面温度を有する。白色矮星の冷却には時間を要し、宇宙年齢程度経過しても太陽近傍のものは観測が可能である。そのため、白色矮星の温度光度分布は銀河の星形成史や銀河円盤の年齢に対し貴重な情報源となる。

連星系の中の白色矮星は対になる星からの質量降着を受け、様々な活動を示しこれらは激変星と総称される。白色矮星表面での爆発的核反応による新星、質量降着の時間変動による矮新星、磁化白色矮星への質量降着によるX線放射などがある。

白色矮星において重要なことは、Chandrasekhar 質量($1.4M_{\odot}$)といわれる質量の上限が存在することである。