

基礎天文学観測レポート

小望遠鏡による観測実習

泉 拓磨
(学生証番号 05102002)

2011 年 1 月 31 日

概要

東大天文センターの 30cm カセグレン望遠鏡を使って CCD カメラによる撮像観測を行う。今年度は新しい CCD カメラなので、ピクセルスケールやシステム効率の測り直しから始め、限界等級を算出してその値を観測で検証する。しかし今回は CCD カメラのデータにおかしな点が見つかったのでその考察もする。

1 はじめに

この節ではまず、今回の観測に必要な基本知識を整理する。

1.1 1 次処理と測光

撮像観測において天文学者が目指すことは、天体から放射された光を数値化することである。より多くの光を集めるために望遠鏡を利用し、その光情報を記録するために CCD を用いる。天体からの光は観測する過程で大気・望遠鏡・CCD などの様々な要素から様々な影響（変形・変換・加算など）を受けてデジタルデータとなる。これらの影響を補正して、天体起源の真の光情報を得るための処理を 1 次処理（reduction）という。今回は一連の作業を天文解析ソフト IRAF を用いて行った。このセクションでは主に 1 次処理について概観していく。

1.1.1 CCD と読み出しエレキ

まず今回使った検出器の CCD について確認する。可視光の波長域ではその波長スケールゆえに電場の変動を波として追うことが難しい。よって光の波動性ではなく粒子性に着目した検出器が必要になる。現在、可視天文観測では CCD が使われている。CCD に到達した光子は電子に変換され（ただし、入射光子に対する生成電子数の関係は FullWell まで線形性が保たれているわけではない）ピクセルごとに蓄積される。CCD 読み出し命令が終わると、蓄積された電子は CCD 内でバケツリレーのように繰り返し転送されて外部エレキへと読みだされる。読み出しエレキでは CCD に蓄積された電子を電圧値として読みとり、アナログ-デジタル変換（AD 変換）を通してデジタル信号化され、画像ファイル（FITS）ができる。FITS は天文用画像ファイルの基本フォーマットである。

1.1.2 1次処理

• bias+dark 引き

CCD の AD 変換において、ノイズにより出てくるデジタル信号の値 (ADU) に $\pm\alpha$ ADU の不定性が残る。変換後の数値として負の値は読みこめないため、入射光子 0 個でも扱えるようにするために一定値の bias 電圧を加えてから AD 変換する。dark とは、CCD 内部で発生する熱電子のことで、積分時間と温度に比例するため CCD は冷却して用いる。この両者の影響を取り除くために、星の画像 (object frame) と同じ積分時間で光を当てない dark frame を取得し、object - dark とすれば上乘せされた分を除去できる。しかし後述するように、今回用いた CCD では bias が一定ではない。

• flat フィールドニング

望遠鏡の光学系によって視野端で減光を受ける部分があり、フィルターの透過率も場所によって若干異なる。また、CCD の量子効率も全ピクセルで同じというわけではない。これらの視野内での不均一な感度ムラを補正するのが flat フィールドニングである。空間的に一様な光源を撮った flat frame で画像を割り算して感度補正をすればよい。flat 作りに使う画像は、数が少ないと天体やノイズの影響を受けるので、できるだけ多く用いた方がよい。今回は最初は懐中電灯で望遠鏡ドームを照らした dome flat を用いるつもりだったが、画像が不均一なものになってしまった (Dome flat はどうしても光学系の周辺減光部での精度が悪い) ので曇り空を取った sky flat を用いることにした。

• sky 引き

object 画像には天体からの光だけでなく、大気の放射光や望遠鏡周囲からの迷光、黄道光などが加算される。これらの光をまとめて sky (background) と呼ぶ。sky は時間変動するので、各画像で個々に求めたうえで、その値を引き算すればよい。昨年の実習では星の位置をずらした frame を複数枚撮って補正してあるが、今回は object frame から sky を推定して引いた。

以上の操作を施したあとに天体の測光をする。今回は測光には天文解析ソフトの IRAF の phot タスクを用いた。

1.2 システム効率

システム効率とは、望遠鏡に入射した光子のうち、CCD で電荷となって読みだされたものの割合をいう。あらかじめ等級 m_V のわかっている星を観測することで決定できる。

いま、天体から望遠鏡に入射した光子数を s_i [個/s] とすると、

$$s_i = \pi \left(\frac{D}{2}\right)^2 \frac{\Delta F_\lambda}{h\nu} \quad (1)$$

ここで、 D は望遠鏡の口径、 F_{λ} は天体からのフラックス、 $\Delta\lambda$ はフィルターの波長範囲である。CCD で生じた電子の個数を n_i [e^-/s] とすると

$$n_i = \frac{N f_{conv}}{t} \quad (2)$$

となる。 N は画像上でのカウント値、 f_{conv} はコンバージョンファクターと呼ばれていて、光子を電子

に変換する割合である。 t は積分時間。

以上を用いると、システム効率 η は

$$\eta = \frac{n_i}{s_i} \quad (3)$$

で求められる。

1.3 ピクセルスケール

画像の 1pix が何秒角に相当するかを表す。角距離の分かっている 2 つの天体を同一 frame 内で撮影することで算出できる。

1.4 等級原点の算出

等級原点 Z_{mag} とは、あるカメラシステムで 1 秒露出で 1 カウントの信号を生じさせる天体の等級のことである。 m 等級の天体を t 秒間露出したときのカウントが N のとき、このカメラシステムの等級原点は

$$Z_{mag} = m + 2.5 \times \log\left(\frac{N}{t}\right) \quad (4)$$

である。

1.5 空の背景光の算出

星の写っていない領域から sky のカウントを読みとる。sky により生じた電子の個数を n_{sky} [photons/s/arcsec²]、および [mag/arcsec²] で算出する。sky による電子の個数を N_{sky} とし、1pix が A arcsec² に相当しているとする、

$$n_{sky}[\text{photons/s/arcsec}^2] = \frac{N_{sky} f_{conv}}{t \cdot A} \quad (5)$$

であり、等級で表すと

$$n_{sky}[\text{mag/arcsec}^2] = m - 2.5 \log\left(\frac{N_{sky}}{N}\right) \quad (6)$$

と書ける。ただし m はその frame 内の星の実視等級、 N はそのカウント値である。

1.6 S/N 比

目標天体がきちんと「検出できているか」どうかを判断する基準として、S/N 比が使われる。これは Signal to Noise ratio のことで、文字通りノイズに対する天体のシグナルの比である。光赤外の分野では S/N=5 を超えていれば「検出できた」とみなすが、データの質を考えて S/N=10 がひとまず目標とする値となるようだ。本実習では S/N=5 を用いる。この S/N の定義は

$$S/N = \frac{n_i t}{N_{noise}} \quad (7)$$

である。ここで、 N_{noise} は k 個のピクセルに広がった像を検出する場合、

$$N_{noise} = \sqrt{n_i t + k n_{sky} t + k n_{dark} t + k N_{read}^2} \quad (8)$$

である。 $n_{sky}[e^-/s/pix]$ は単素子あたりに検出された sky による電子数、 $n_{dark}[e^-/s/pix]$ は単素子あたりの dark current、 $N_{read}^2[e^-r.m.s/pix]$ は単素子あたりの読み出しノイズである。

1.7 限界等級

限界等級とは、観測に有意な信号 (S/N で指定する) を与える最も暗い等級のことである。S/N の値と積分時間 Δt を与えることで式 (7)、(8) から $n_i = \eta s_i$ が求まり、システム効率の評価から η が算出できているのでそれを用いると天体から望遠鏡に入射した光子数 s_i [個/s] が出る。 s_i から等級に変換することで、限界等級が得られる。

2 使用機器

今回の実習で用いた装置をまとめる。

- 30cm カセグレン望遠鏡

口径 300[mm]、焦点距離 5000[mm] (F16.7)、プレートスケール 41[arcsec/mm] のドイツ式赤道儀である。横には小さなガイド望遠鏡とファインダー望遠鏡がついてある (30cm 望遠鏡紹介ページより)。今回は迷光等の影響をできるだけ排除するために、鏡筒を段ボールで覆った。

- CCD カメラおよびフィルタ

カメラ本体は Finger Lake Instrumentation 社製の Proline PL4021 というもので、中に入っているのは Kodak 社製の KAI-4021 という CCD である。仕様は表 1 の通り。フィルタは駿河精機の青緑透過フィルタ S76-VG6 と赤外線カットフィルタ S76-KG5-1 の 2 枚を重ねて擬似的に V バンドフィルタとしたものを用いた。フィルタの透過率は図 1 に示してある (CCD カメラ紹介ページより)。

フォーマット	2048 × 2048
アレイサイズ	15.2mm × 15.2mm
ピクセルサイズ	7.4 μ m × 7.4 μ m
Full Well	40,000 e^-/pix
読み出しノイズ (@180K)	-
dark current	< 0.5nA/cm ²
dark current doubling temperature	7C°
量子効率	55%(@500nm), 40%(@600nm)
CTE	> 0.99999
コンバージョンファクター	-

表 1 CCD データシート

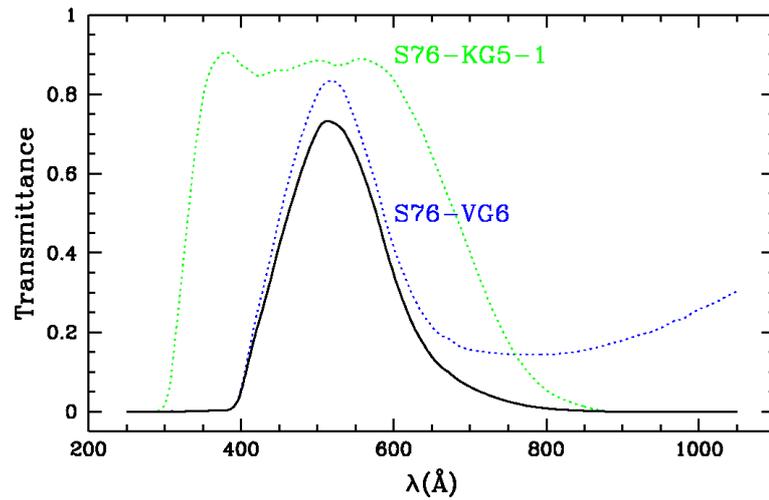


図1 フィルタの透過率。ただし横軸はÅではなくnmである。

3 観測

このセクションでは本実習の観測天体についてまとめる。観測天体は実習の都合上肉眼でも確認できると短い積分時間でもサチらないことが必要である。

3.1 木星

木星は明るくて非常に見つけやすいので、まずは望遠鏡システムの操作に慣れるために観測した。また、視直径が既知なので、後に計算するピクセルスケールの検算用としても使用することにする。木星は太陽系の惑星のため、地球との位置関係で視直径が大きく変化する。2010年はちょうど木星が衝となる年であり、ここ12年で最大の大きさに見える。視直径は12年周期で44秒から50秒と変化している^{*1}。

3.2 アルビレオ

ピクセルスケール算出のためにはあらかじめ天球上での角距離がわかっている星を観測すればよい。今回ははくちょう座のアルビレオ (β Cyg) を観測した。アルビレオははくちょう座の頭部に位置する二重星である。その情報を表2に示す。画像ファイル名にして ANOA*3167~3176 の合計10ショット撮った。

^{*1} <http://kanotuno.at.webry.info/201009/article.7.html>

name	m_V	Δt	赤経	赤緯
albireo	3.1	0.5	19h30.7m	+27°58'

表 2 アルビレオ

3.3 デネブ・アルフェラッツ

システム効率 η の計算のために V 等級が既知の天体を観測する。今回はデネブ (α Cyg) とアルフェラッツ (α And) を観測した。

name	m_V	Δt	赤経	赤緯	ショット数
deneb	1.25	0.1	20h41m25.9s	+45°16.8'	5
alpheratz	2.06	0.5	00h08m23.3s	+29°06.3'	10

表 3 デネブとアルフェラッツ

3.4 限界等級用の星について

算出した限界等級の検証用に、限界等級に近い等級の星を観測する。肉眼ではまず見えないので、わかりやすい明るい星の近くにあることも必要条件である。それに該当する星を撮るために 100 秒露出でアルビレオを撮像し、付近の暗い星を探した。残念ながら写っている暗い星の名前が何なのか手元の資料に記入し忘れていたので、ここでは限界等級用ということで画像自体は limit1、limit2 と呼び、その画像内の星をギリシア文字で区別する。

4 データ解析

実習データに対して行った解析をまとめる。以下で見るように、bias frame に異常が発見された。しかしひとまずそれは置いておき解析を進めた。bias frame の異常の詳細については「考察」のセクションで考える。

4.1 1 次処理

IRAF を使った 1 次処理について記す。

4.1.1 dark・bias 画像

dark は 0.1 秒、0.5 秒、1.0 秒、60 秒、100 秒のものがあり、bias には 0 秒、0.01 秒のものがある。dark や bias 画像 (object 画像も含む) には周期的な縞模様が見られた。これは bias をかけたときの印加電圧の sin 波が残っているものと考えた。よってまず、各元画像 (ANOA*.fits) を IRAF の imshift を使って sin 波の半周期分 y 方向にピクセルをずらして、imarith で足して 2 で割るという処理をした。図 2 である。これらの画像をそれぞれ imcomb で重ね合わせる。重ね合わせには average ではな

く median を用いた。average はノイズ軽減に良い方法だが、偶発的に発生する極端な外れ値に弱いので本レポートでは基本的に画像の重ね合わせには median を用いている。

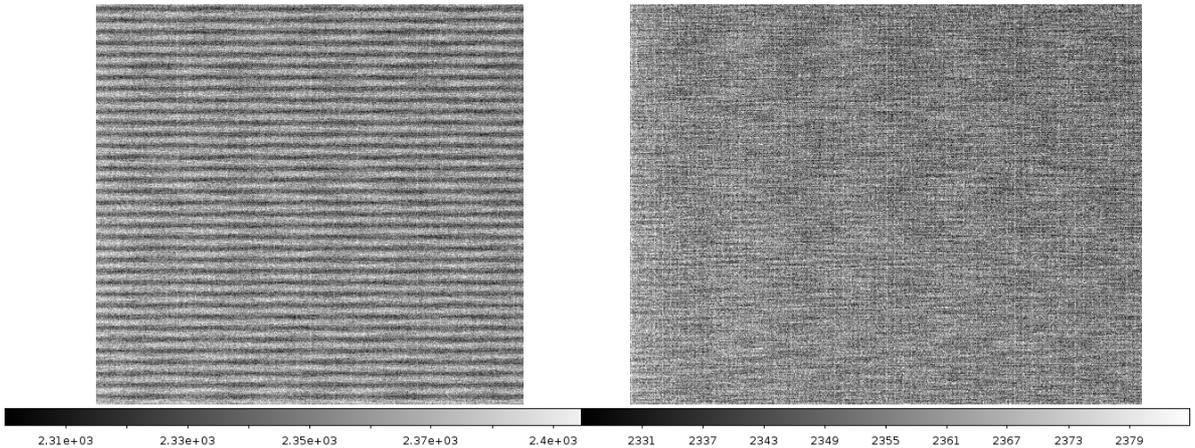


図 2 左：sin 波除去前、右：除去後

処理結果を表 4 に記す。

name	t[sec]	T[K]	mean	σ	$100*\sigma/\text{mean}$
dark01	0.1	261.525	2349	4.422	0.4
dark05	0.5	233.5875	2326	4.412	0.19
dark1	1.0	230.4	2320	3.954	0.17
dark60	60	236.275	2161	14.98	0.69
dark100	100	228.8375	2089	5.82	0.30
bias0	0.	236.15	2368	4.417	0.19
bias001	0.01	228.8375	2325	4.31	0.19

表 4 dark と bias のデータ

ここで、データチェックのために同じ秒数の (dark frame)-(bias frame) を計算した。dark 画像にも bias があるので、原理的にはこの結果は正の値 (=dark current 分) が出るはずである。しかし結果は予想に反して負の値となってしまった (表 5 参照)。dark current は微量であり変動していないはずなので (doubling temp = $7C^\circ$)、この原因は bias の値が変動しているためと考えられる。これについてはいくつかチェックを行ったが、今回の解析はひとまず bias も含んだものとして dark frame を用いて object frame から引き算する。

4.1.2 flat 画像

ANOVA*3048~3066 が該当する。積分時間は 60 秒である。画像を確認してみると、図 3 のように画像の左右両端にムラがあり、また随所に円形の暗い部分ができていた。フィルターにほこりがついていたりしたのかもしれない。こういった事情から、できるだけフラットな合成画像を得るために、元データにおいて $100 \times \sigma/\text{mean}$ が 1.1 より大きいものは除外したうえで全体の平均をとった。そして対応す

dark name	bias name	mean	σ	dark name	bias name	mean	σ
dark01	bias0	-19	5.353	dark01	bias001	24.6	5.122
dark05	bias0	-42.18	5.138	dark05	bias001	1.412	5.027
dark1	bias0	-48.6	4.681	dark1	bias001	-5	4.377
dark60	bias0	-207.2	16.24	dark60	bias001	-163.6	16.49
dark100	bias0	-279.3	7.163	dark100	bias001	-235.7	7.183

表 5 dark-bias

る 60 秒の dark を引いて、全体をカウントの平均値 21749 で割って規格化してある。

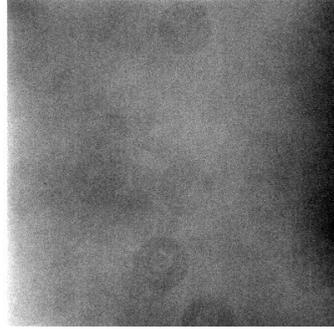


図 3 flat 画像

4.1.3 sky 引き

IRAF の phot タスクで測光する際に sky も測ってくれるのだが、object 画像にも sin 波のムラがあり、小さい円環内のカウントから sky を決定する phot では誤差が大きいと考えて、測光前のこの段階で sky 引きをすることにした。統計量を表示するタスク imstat で調べると、たとえばアルフェラッツ画像の星が写っていない領域のカウント平均は 9.07 であった。しかし、先述の通り object 画像にもムラがあり、これは真の値ではないと考えたので、imhist タスクでカウントのヒストグラムを表示して、その mode(最頻値)を sky として用いることにした。alpheratz の場合は 4 である。しかしもともとかなりムラのある画像だったので、完全に sky は引けなかった。

4.1.4 object 画像

以上の作業で作られたアルビレオ、アルフェラッツ、デネブの object 画像は図 5 の通りである。これらの画像(整約画像)を元に解析を進めていく。

4.1.5 コンバージョンファクターと読み出しノイズ

コンバージョンファクター f_{conv} と読み出しノイズ N_{read} を算出してみることにした。入射する光子数を n 、画像上でのカウントを N とすると、

$$n = f_{conv}N \quad (9)$$

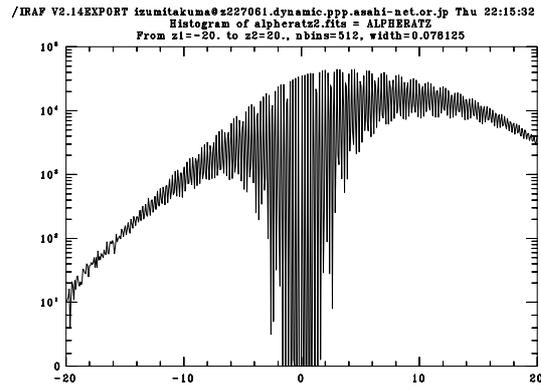


図4 アルフェラッツのヒストグラム



図5 左：アルビレオ、中央：アルフェラッツ、右：デネブ

である。入射光子のばらつきを σ とすると

$$\sigma = \sqrt{n} \quad (10)$$

となる。ただし、実際には読み出しノイズ N_{read} が加かるので、

$$\sigma = \sqrt{n + N_{read}^2} \quad (11)$$

である。画像上でのカウントのばらつきを Σ とすると

$$\sigma = f\Sigma \quad (12)$$

と表すことができる。実測しているのは画像上の値なので、この式を N で書きかえると、

$$\Sigma^2 = \frac{1}{f_{conv}} N + \frac{N_{read}^2}{f_{conv}^2} \quad (13)$$

よって、画像から読みとった値を横軸カウント、縦軸分散でプロットするとコンバージョンファクターと読み出しノイズが算出できる。今回は flat 画像を使って計算してみた。

プロット結果は図6である。やはり dark 画像に難ありなのでデータが大きくばらついていてうまくフィットはできなかった。よって今回は大澤さんのレポートに載っている値、 $f_{conv} = 0.96$ 、 $N_{read} = 13$ を採用することにした。

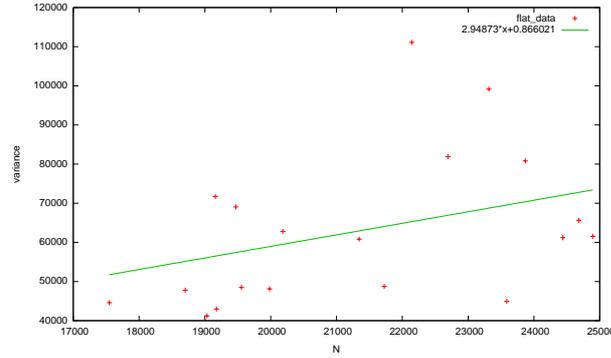


図 6 flat 画像のフィッティング

4.2 システム効率

アルフェラッツとデネブを用いてシステム効率を算出する。まず IRAF の imexam を用いて星の FWHM を求めておいてから、apphot で測光を行った。FWHM はアルフェラッツで 13.56、デネブで 8.37 である。IRAF の phot で測光する際のパラメータとして aperture はアパーチャー直径が FWHM の倍以上になるように、annulus は 3 倍以上になるようにする。annulus や d-annulus の設定は sky 引きが完全ならする必要はないが、前述の通り完全には引けていないのでこのパラメータも設定して使う。annulus は aperture+20pix、d-annulus は 10pix で固定した。

セクション 1.2 で見た計算を行う。用いた値は

- $f_{\lambda} = 3.69 \times 10^{-9} [\text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{A}^{-1}]$: V バンドの 0 等
- $D=30\text{cm}$
- $f_{conv} = 0.96$
- $c = 2.998 \times 10^{18} [\text{A} \cdot \text{s}^{-1}]$
- $h = 6.63 \times 10^{-27} [\text{erg} \cdot \text{s}]$
- $\lambda = 5250[\text{A}]$: フィルター中心波長
- $\Delta\lambda = 1500[\text{A}]$: 波長幅
- $m_{alpheratz} = 2.06[\text{mag}]$: alpheratz の実視等級 (V)
- $m_{deneb} = 1.25[\text{mag}]$: deneb の実視等級 (V)

である。フィルター関連の値については、図 1 の波長 [450nm,600nm] の範囲を矩形近似して用いた。この値より、

$$\begin{aligned}
 s_i(\text{alpheratz}) &= 3.14 \times \left(\frac{30}{2}\right)^2 \times (2.998 \times 10^{18} \times 6.63 \times 10^{-27} / 5250)^{-1} \times 1500 \times (3.69 \times 10^{-9}) \times 100^{-\frac{2.06}{5}} \\
 &= 1.54777 \times 10^8 [\text{個/s}]
 \end{aligned}
 \tag{14}$$

同様に $s_i(\text{deneb}) = 3.26366 \times 10^8 [\text{個/s}]$ となる。これを用いてアルフェラッツとデネブのそれぞれについて、アパーチャー半径を変えたときのカウント数と式 (3) から算出されるシステム効率を % で表 6

に記す。システム効率 η としてどの値を採用するのだが、ds9 を用いて実際に星像の直径のピクセル数

r_a	21	24	27	30	32	35	40	45	50
count	7340186	7575332	7728251	7828551	7877004	7931096	7989638	8025488	8049317
η	9.11	9.40	9.59	9.71	9.77	9.84	9.91	9.96	9.99
r_a	10	12	15	18	20	22	25	30	35
count	2343855	2515749	2654236	2723886	2752568	2775398	2802350	2839173	2865440
η	6.89	7.40	7.81	8.01	8.10	8.16	8.24	8.35	8.43

表 6 アパーチャーとシステム効率：上段がアルフェラッツ、下段がデネブ

を見ると、アルフェラッツで 90pix、デネブで 50pix である。確実に星を捉えるために、アパーチャー半径としてアルフェラッツ、デネブでそれぞれ 50pix、30pix を使う。よってシステム効率 η はそれぞれ 10%、8.4% である。両者の値の違いは高度に起因すると考えられる。というのも、高度によってエアマスが変わるからである。よって横軸 $\sec z$ 、縦軸システム効率でプロットして 1 次関数をフィットすればよいのだが、天体の正確な高度がわからなかったため断念した。よってこのレポートではシステム効率は上記 2 つの値の平均、9.2% を用いる。

4.3 等級原点の算出

式 (7) に基づきアルフェラッツとデネブのデータから等級原点を計算する。

Zmag(alpheratz)	20.1
Zmag(deneb)	19.9

表 7 等級原点

となる。よって両者を平均して、等級原点は $Z_{\text{mag}}=20.0$ とする。

4.4 ピクセルスケールの算出

アルビレオのデータを用いてピクセルスケールを計算する。図 5 を見てわかる通り、アルビレオは連星で、この 2 つの星の角距離は文献値によると 34.6 秒である。ds9 を使って 2 つの星の中心座標を調べて、両者の距離をピクセルで表すと 128.2pix となった。よってピクセルスケールは

$$\text{pixelscale} = \frac{34.6}{128.2} = 0.27 \quad (15)$$

よって $0.27["/\text{pix}]$ である。この値の検証を木星画像で行う。画像中の木星の直径をピクセル数で測り、ピクセルスケールをかけることで、木星の視直径として 45~48 秒という値を得た。これはセクション 3 での値と一致する。よって、ピクセルスケールは正しいと言える。

4.5 sky の算出

空の背景光 (sky) を画像から調べる。式 (5)、(6) を使うのだが、dark を引きがうまくできていないので、元画像-dark が正の値になっているもの (アルビレオ、アルフェラッツ) のみを使う。データをまとめると表 8 のようになる。

name	Nsky	t	mag	N
アルフェラッツ	4	0.5	2.06	8049317
デネブ	3	0.5	3.1	2248023

表 8 sky 計算用データ

このデータから計算した sky の値は表 9 である。ここで、A は 1 ピクセルの面積で $A=0.27 \times 0.27$ である。アルフェラッツ、デネブ両方とも、sky の等級は 17.8 となった。東京の空であることを考えると割と妥当な値ではないかと思う。

name	$n_{sky}[\text{photons/s/arcsec}^2]$	$n_{sky}[\text{mag/arcsec}^2]$
アルフェラッツ	105.3	17.8
デネブ	79.0	17.8

表 9 sky の値

4.6 SN 比と限界等級

まず、本レポートでは限界等級を $\text{SN}=5$ 、 $\Delta t = 10$ のときのものとして定義しておく。limit1 と limit2 の画像をもとに考えていく。これらの画像の sky は、 $n_{sky} = 33, 29.6$ とし、 $\eta = 0.092$ 、 $N_{read} = 12$ 、 $n_{dark} = 0$ とする。ds9 での実測より、アパーチャー半径は 10pix とする。すると、天体を見込むピクセル数は $\pi r_a^2 = 314$ である。式 (7)、(8) 等を用いると、まず k 個のピクセルに広がった星からの電荷の個数を求める。式 (1)、(7)、(8) において $n_{dark} \sim 0$ とすると、 n_i の二次方程式として

$$n_i^2 - \frac{(S/N)^2}{t} n_i - (S/N)^2 \frac{k n_{sky} t + k N_{read}^2}{t^2} = 0 \quad (16)$$

$n_i > 0$ なので

$$n_i = \frac{(S/N)}{2t} \left((S/N) + \sqrt{(S/N)^2 + 4k(n_{sky} t + N_{read}^2)} \right) \quad (17)$$

である。これで n_i を求めることができる。これを星からのフラックスに直すと、

$$F_\lambda = \frac{hc}{\pi \lambda \Delta \lambda} \frac{2}{D^2} \frac{1}{\eta} \frac{(S/N)}{t} \left((S/N) + \sqrt{(S/N)^2 + 4k(n_{sky} t + N_{read}^2)} \right) \quad (18)$$

これを等級に変換すると、

$$m = -2.5 \log \left(\frac{F_\lambda}{3.69 \times 10^{-9}} \right) \quad (19)$$

なので、これより限界等級がわかる。

アパーチャー 10pix で limit1 の限界等級を求めると $m_{lim} = 14.2$ となる。

これを観測データでも確認する。アパーチャーを 10pix をとして limit1、limit2 を測光したデータが表 10 である。

name	N	t	n_i	s_i	n_{sky}	N_{noise}	SN	F_λ	m_V
limit1 $_\alpha$	13547	100	135	1467	33	387.5	3.5	5.25×10^{-15}	14.6
limit1 $_\beta$	15752	100	158	1717	33	387.8	4.1	6.14×10^{-15}	14.4
limit2 $_\alpha$	26007	100	260	2826	29.6	377	6.9	1.01×10^{-14}	13.9

表 10 限界等級

このデータをもとに横軸等級、縦軸 SN でプロットすると図 7 ようになる。これに理論曲線をフィットしてやって、SN=5 の点の等級を読みとればよい。

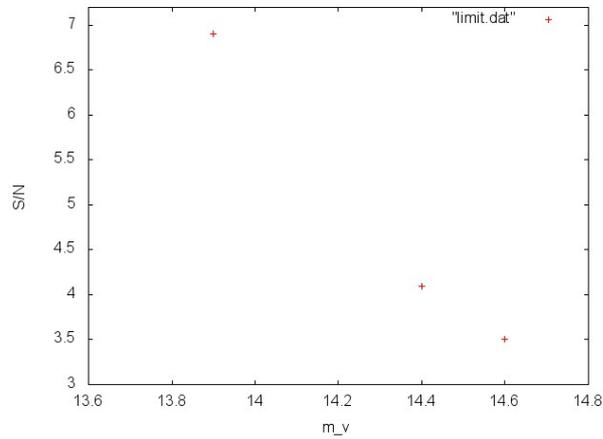


図 7 限界等級の測定

フィットする理論式は、

$$\begin{aligned}
 SN &= SN(m_V) \\
 &= \frac{A \times 10^{-0.4m_V}}{\sqrt{A \times 10^{-0.4m_V} + B}}
 \end{aligned} \tag{20}$$

であるが、データ数の少なさのせい、gnuplot がうまくフィットしなかった。そこで、目視でおおまかな値を読みとる。この図において SN=5 となる点の座標を読むと、 $m_V = 14.1$ となる。つまり、観測データより得られる限界等級は 14.1 等である。これは先ほどの計算とも合致する。

5 結論と考察

本解析において正確な値が出ているのはピクセルスケールくらいで、他はシステム効率として $\eta = 9.2\%$ 、限界等級として $m_{lim} = 14.1$ を得たが、これらはあまり正確ではない。というの

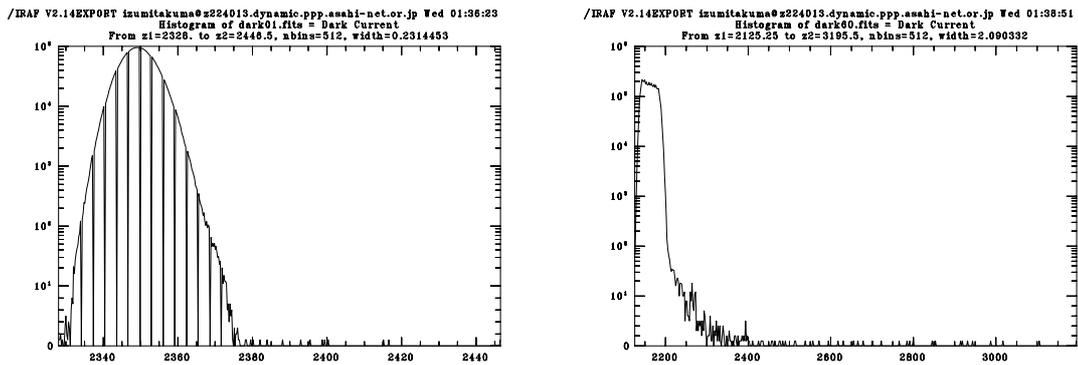


図8 左:0.1秒、右:60秒

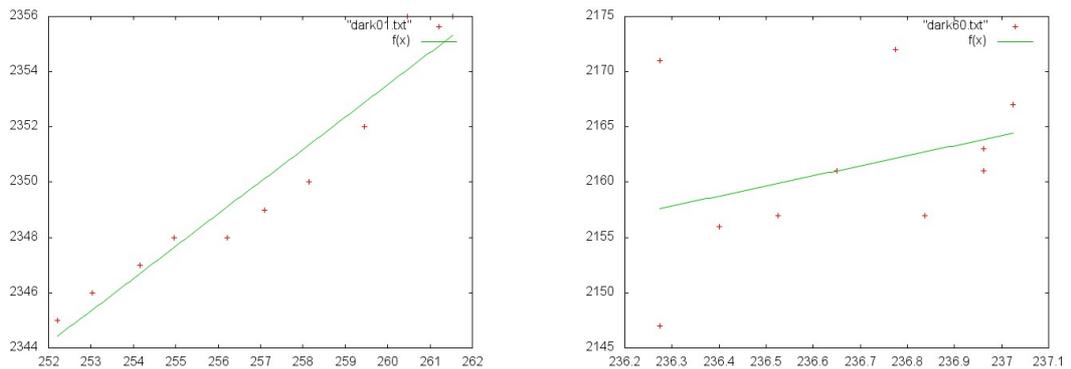


図9 左:0.1秒、右:60秒

dark+bias の引き算がうまくできていないからである。本来、dark current は bias に上乘せされているので、dark 画像-bias 画像の結果は正の値になるはずである。しかし今回のデータでは多くの場合その値は負となった。表に dark 画像、bias 画像の CCD 温度とカウント平均を記す。CCD データシート (表 1) を元にと考えると、dark current は大きな影響を与えていない。よって、時間依存もしくは撮影回数依存のなんらかの要因により、bias の値が減少していることが考えられる。

同様の現象が大澤さんのレポートにも記されていた。そこでまずは dark 画像のヒストグラム 0.1 秒のものとは 60 秒のもので描いてみた。確かにカウントが減少しているし、分布の仕方も変わっているが、過去のレポートで報告されているものとはいくぶん形が違うようだ。

立て続けに撮像したことによる影響 (カメラの酷使) なのかと思ったが、大澤さんのレポートによると回数や撮影順序は関係ないらしい。

また、温度と相関があるかも調べてみた。横軸温度、縦軸カウントでプロットすると、図 9 のようになる。これより、おおまかに見れば温度に対しては線形性があることがわかる。

よって積分時間に依りて bias の減少が生じていると考えられる。これはカメラ自体の問題ではなく、bias を付加する装置に何か不具合があるのだと思う。

6 感想

口径 30cm と聞くとなんとなく小さい望遠鏡なイメージがあるのですが、実際に見てみると結構大きかったのでびっくりしました。手で望遠鏡を動かすというのも新鮮でした。東京は星が全然見えないという印象だったのですが、望遠鏡を使うと思いのほかたくさん見えることに驚きました。データがおかしいところがいくつかあり、解析には苦労しましたがその分 IRAF 等の操作に慣れることができてよかったです。解析手法を含め、得るものは大きかったと思います。ありがとうございました。