

基礎天文学観測

小望遠鏡による基礎観測実習 (2011 年度)

実施日 平成 23 年 11 月 10 日, 16 日, 30 日, 12 月 21 日, 1 月 4 日

川俣良太

東京大学理学部天文学科 3 年
学生証番号 (05112003)

共同実験者 高橋智将

2012 年 1 月 30 日

1 実習の概要

1.1 実習の目的

東大天文センターの 30cm カセグレン望遠鏡を用い、CCD カメラによる基本的な観測を行う。望遠鏡の基本操作法、天体観測の基本事項、および CCD 観測の基本技術を一通り習得することを目的とする。

また、装置の改良を行い感度の向上を目指す。この過程で限界等級についても理解する。

1.2 実習の流れ

- ・使用する望遠鏡のシステム効率を測定する。
- ・限界等級を算出する。
- ・観測を行い、その限界等級が得られるか調べる。

2 観測

2.1 観測装置について

2.1.1 鏡筒

- ・ 30cm 望遠鏡

口径	300 mm
焦点距離	5000 m (F16.7)
プレートスケール	41 arcsec/mm

表 1 30cm 望遠鏡のスペック

- ・ガイド望遠鏡 (青い筒)
- ・ファインダー望遠鏡 (白い筒)

2.1.2 架台

- ・ニコン製 (?) ドイツ式赤道儀
- ・ハンドセットで制御する。

2.1.3 CCD カメラ

Finger Lakes Instrumentation 社製 Proline PL4021.

中に入っているのは Kodak の KAI-4021 というインターレース CCD.

Full Well	40,000 e ⁻ /pix
Conversion Factor	0.947±0.006 e ⁻ /ADU
フォーマット	2048×2048 pix
アレイサイズ	15.2 mm× 15.2 mm
ピクセルサイズ	7.4 μm × 7.4 μm
読み出し雑音 N_{read}	40 e ⁻ r.m.s/pix

表2 CCD のスペック

ここで、後に使うわけではないが観測装置のピクセルスケールを求めておく。CCD のピクセルサイズは $7.4\mu\text{m} \times 7.4\mu\text{m}$ であり、望遠鏡のプレートスケールは $41\text{arcsec}/\text{mm}$ であるので、この観測装置のピクセルスケール $\theta_{1\text{pix}}$ は、

$$\begin{aligned}\theta_{1\text{pix}} &= 41 \frac{\text{arcsec}}{\text{mm}} \cdot 7.4 \times 10^{-6} \frac{\text{m}}{\text{pix}} \\ &= 3.0 \times 10^{-1} \frac{\text{arcsec}}{\text{pix}}\end{aligned}$$

となる。CCD の大きさは $2048 \times 2048\text{pix}$ であるので、CCD 全体では約 $10'$ の範囲が映ることになる。

2.1.4 フィルタ

フィルタの波長に対する透過率をプロットしたものを載せる。

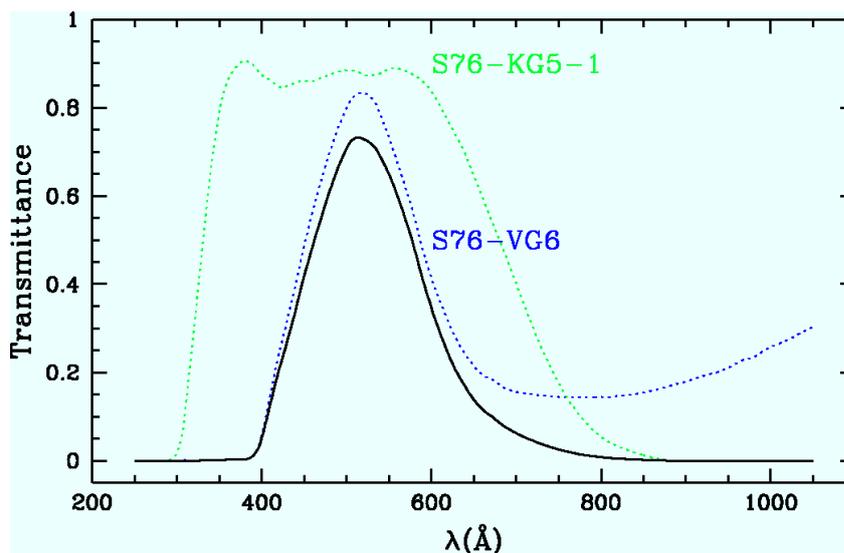


図1 フィルタの透過率

フィルタは、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枚のフィルタを重ねて

V-band フィルタの代わりとする。透過率プロットから中心透過波長を $\lambda = 520 \text{ nm}$ 、透過幅を $\Delta\lambda = 150 \text{ nm}$ とした。

2.2 観測装置の準備

観測を行う前に CCD カメラの前にフィルタを取り付け、また CCD カメラの位置を変えて焦点を調節した。透過フィルタを用いているので、その原理から干渉フィルタと違いフィルタに角度があっても透過中心波長は大きく変化しないが、透過率が多少減少する。今回の観測では角度までは正確に合わせておらず、フィルタを設置し直すたびに透過率に数 % 程度のずれが出たと考えられる。

CCD カメラの焦点は、適当な天体を撮像しその像の広がりか最も小さくなるようにして調節した。この調節は非常に敏感かつ CCD カメラを覆う段ボール内の空気の流れの影響を受けるので困難であった。ただし毎回外すフィルタと違い一度調節すれば良く、目盛りで確認もできるので、各回のずれは無視できる。

2.3 システム効率

2.3.1 システム効率の定義

システム効率とは、望遠鏡に入射した星からの光子のうち、CCD で電荷となって読み出されたものの割合のことである。

まずは、使用する記号を定義する。

s_i	: 天体から望遠鏡に入射した光子数 [1/s]
D	: 望遠鏡の口径 [m]
F_λ	: 天体からのフラックス [W/m^2]
$\Delta\lambda$: フィルタの波長範囲 [m]
n_i	: CCD で生じた電荷の個数 [1/s]
N	: 画像上でのカウント
f_{conv}	: コンバージョンファクター
t	: 積分時間 [s]
η	: システム効率

すると以下の式が成り立つ。

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

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

従って、システム効率は、

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

で求めることができる。

2.3.2 方法 (1 回目) [11 月 16 日観測]

あらかじめ入射するフラックスの量が分かっている天体を観測し、画像上でのカウントを測定することで、式 (3) からシステム効率を求めることができる。

1回目の観測の結果を解析したところ、明らかに数値が適当ではなかったため、再度他の天体を用いて解析することとなった。ここでは1回目の観測について述べる。

1回目では観測する天体を0.08等のカペラと0.85等のアルデバランとした。

2.3.3 結果(1回目) [11月30日]

観測の結果と式(2)から計算される n_i を載せる。すでにバイアスとフラットの影響を除いてある。 $f_{conv} = 0.947$ である。

等級 [mag]	露出時間 t [s]	画像上でのカウント	n_i
	1.5	4470726	2822518.35
0.08	0.1	6489946	6145979.00
	1	6986143	6615877.42
0.85	0.1	1454430	13773452.1
	0.7	2064677	2793213.03
	1	3054561	2892699.27

表3 観測結果と n_i

ここで天体のフラックスを計算する。使用する記号を定義する。

m : 天体の見かけの等級

F : 天体のフラックス

$F_0 = 3.69 \times 10^{-2} \text{W/Hz/m}^2$

: 等級0の天体のフラックス

これらの間に成り立つ関係式は、

$$-\frac{m}{2.5} = \log \frac{F}{F_0}$$

である。これを用いてカペラとアルデバランのフラックスを求めると、

$$F = F_0 10^{-\frac{m}{2.5}} = \begin{cases} 3.43 \times 10^{-2} \text{W/Hz/m}^2 & (\text{カペラ}) \\ 1.69 \times 10^{-2} \text{W/Hz/m}^2 & (\text{アルデバラン}) \end{cases}$$

となる。さらに式(1)に各値、

$$\begin{aligned} D &= 0.3\text{m} \\ \Delta\lambda &= 150\text{nm} \\ h &= 6.62 \times 10^{-34} \text{J} \cdot \text{s} \\ \nu &= \frac{c}{\lambda} \\ &= \frac{3.0 \times 10^8 \text{m/s}}{520\text{nm}} \end{aligned}$$

を代入して計算すると,

$$s_i = \begin{cases} 2.69 \times 10^9 & (\text{カペラ}) \\ 1.32 \times 10^9 & (\text{アルデバラン}) \end{cases}$$

と求めることができる.

2.3.4 考察(1回目) [11月30日]

結果の所に書いた n_i と s_i からシステム効率 η を求めれば良い. しかし各天体で n_i は露出時間に関わらずほぼ一定の値を取ると考えられるが, アルデバランの 0.1 秒露出のデータを見ると他に比べて大きいことが分かる. これはシャッターが 0.1 秒の速度で開閉できず, より長く露出してしまったためだと考えられる. このため 0.1 秒露出のデータを除外し, 残りのデータを用いて η を求める. 一方, カペラの 0.1 秒露出のデータはそれほど外れた値ではないと思われる. これは, 後に撮像したカペラの時点では CCD を冷却するために発生した熱によってシャッターの開閉が滑らかに行われたからだと考える. しかし, どちらにしても 0.1 秒露出では, 露出時間に対する開閉時間の誤差が大きいので, データを除外するのが妥当である.

以上のことを考慮し, カペラでは 1 秒露出のデータ, アルデバランでは 0.7 秒露出, 1 秒露出, 1.5 秒露出のデータを平均した値を用いて η を求めると,

$$\eta = \begin{cases} 2.46 \times 10^{-3} & (\text{カペラ}) \\ 2.14 \times 10^{-3} & (\text{アルデバラン}) \end{cases}$$

となる. これらの値は一般的なシステム効率の値より 1 桁以上小さく, 明らかに画像上でのカウントが想定していたものより少なかった.

まず最初に考えられるのは, 観測する天体を間違えたという可能性である. 想定していたものより約 10 倍光子の数が少なかったと仮定すると, 等級では 2.5 等大きい天体を観測したことになる. しかしその近辺では最も明るいと考えられるカペラとアルデバランを共に逃したとは考えにくく, また 2 つの星のデータから求めたシステム等級がほぼ一致したことから, それぞれ想定していた等級から共に等しく 2.5 等だけ暗い天体を偶然撮像したことになる. さらにアルデバランは周囲の天体に比べ非常に赤いので, ガイド望遠鏡やファイナダー望遠鏡で見たときに確認できたはずである. これらから撮像した天体は間違っていなかったと思われる.

他の可能性として, そもそもシステム効率が小さかったり CCD やフィルタがうまく設置されていなかったなどが考えられるが, 2 回目の解析の結果からも分かるように, 同じ日に同じ観測装置を用いて適当なシステム効率が求まったので, これらの可能性も排除される.

それでは何が原因かというそれは時間で変わるものでなくてはならない. 以上から星からのフラックスが少なくなったのは, それらが雲に遮られたからだと考えるのが妥当である. 条件が良い日には東大天文センターからの程度星が見えるのかを知らなかったために, 一様に雲が出ていたりした場合, そのことに気付かなかったのではないだろうか. そして 2 回目の観測の時には良い条件で観測できたのであろう.

2.3.5 方法(2回目) [11月16日観測]

1 回目の観測の結果を解析したところ, 数値が適当ではなかったので再度他の天体を用いて解析した. ここでは 2 回目の観測について述べる.

1 回目ではカペラとアルデバランを用いて解析したが, 2 回目の解析では, その前に焦点を合わせるために撮像した木星とその衛星の画像データを用いて解析することにする. しかし 4 つ全ての衛星が写っていないわ

けではなく、また軌道上の位置によって見かけの明るさが変わるため画像上のどの点がどの衛星に対応するかは分からない。日付から調べたところ、木星の位置から考えて比較的明るい状態だったので等級を 4.5 等と仮定した。

2.3.6 結果 (2 回目) [11 月 30 日]

観測の結果と式 (2) から計算される n_i を載せる。すでにバイアスとフラットの影響を除いてある。 $f_{conv} = 0.947$ である。

等級 [mag]	露出時間 t [s]	画像上でのカウント	n_i	像が映ったピクセル数 m_p [pix]
4.5	0.2	234804	1111797	1.2×10^3

表 4 観測結果と n_i

この天体のフラックスを求めると、

$$\begin{aligned} F &= F_0 10^{-\frac{m}{2.5}} \\ &= 5.85 \times 10^{-3} \text{W/Hz/m}^2 \end{aligned}$$

となる。さらに式 (1) に各値を代入して計算すると、

$$s_i = 1.62 \times 10^7$$

と求めることができる。これらからシステム効率 η を求めると、

$$\begin{aligned} \eta &= 6.86 \times 10^{-2} \\ &\simeq 6.9 \times 10^{-2} \end{aligned}$$

となる。

2.3.7 考察 (2 回目) [11 月 30 日]

今回の観測結果から求めたシステム効率は、適切な値だと考えられる。ここでシステム効率の不確かさを計算する。観測した天体はガリレオ衛星の 4 つのうちのいずれの天体であるか分からないことと、地球との相対的な距離の変化による天体の実視等級の変化を考慮にいれて、実視等級の不確かさ Δm を、

$$\Delta m = 0.5$$

と見積もった。これから式 (1) に従って s_i の不確かさ Δs_i を求めると、

$$\begin{aligned} \Delta s_i &= \frac{\Delta F}{F} \cdot s_i \\ &= \frac{\partial F}{\partial m} \Delta m \frac{s_i}{F} \\ &= -\frac{\log 10}{2.5} s_i \Delta m \\ &= -7.6 \times 10^6 \end{aligned}$$

となる。

次に CCD に生じた電荷の個数 n_{it} の不確かさを求める。ここで Poisson 分布に従うのは CCD に生じた電荷の個数 n_{it} であって、単位時間に生じた個数 n_i でないことに注意する。電荷の個数の不確かさ $\Delta(n_{it})$ をつけて表すと、

$$n_{it} \pm \Delta(n_{it}) = n_{it} \pm \sqrt{n_{it} + m_p N_{\text{read}}^2}$$

となる。ただし m_p は像が広がったピクセル数である。これから以下の式が導かれる。

$$n_i \pm \Delta n_i = n_i \pm \sqrt{\frac{n_i}{t} + \frac{m_p N_{\text{read}}^2}{t}}$$

よって値を代入して、

$$\Delta n_i = 3.9 \times 10^3$$

と求められる。

従って、システム効率 η の不確かさ $\Delta\eta$ は、

$$\begin{aligned} \Delta\eta &= \sqrt{\left(\frac{\partial\eta}{\partial s_i} \Delta s_i\right)^2 + \left(\frac{\partial\eta}{\partial n_i} \Delta n_i\right)^2} \\ &= \sqrt{1.0 \times 10^{-3} + 5.7 \times 10^{-8}} \\ &= 3.2 \times 10^{-2} \end{aligned}$$

と求まる。

よって、不確かさを付けたシステム効率は、

$$\eta = (6.9 \pm 0.3) \times 10^{-2}$$

となった。 $\Delta\eta$ の式の根号の中身から分かるように、不確かさに大きな影響を及ぼしているのは Δs_i 、つまり観測した天体のフラックスの値の不確かさである。今回は観測した天体が完全には特定できず、また明るさが変わるものであったために、全体の不確かさが大きくなってしまった。逆に考えれば、観測する天体さえ適切に選択できればシステム効率の不確かさは一気に小さくすることができる。

2.4 等級原点

2.4.1 等級原点の定義

等級原点とは、あるカメラシステムで 1 秒間の露出で 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。

2.4.2 等級原点の計算 [11 月 30 日]

定義より等級原点 Z_{mag} は、

$$\begin{aligned} Z_{\text{mag}} &= 4.5 + 2.5 \log 1111797 \\ &= 19.6150 \end{aligned}$$

となる。不確かさを求めると、

$$\begin{aligned} \Delta Z_{\text{mag}} &= \frac{2.5}{\log 10} \frac{\Delta n_i}{n_i} \\ &= 2.3 \times 10^{-3} \end{aligned}$$

従って、不確かさを付けた等級原点の値は、

$$Z_{mag} = 19.615 + \pm 0.002$$

となる。

2.5 限界等級

2.5.1 限界等級の定義

限界等級は S/N という量を測って定義する。すなわち、ノイズに対して信号がどの程度来ているかを評価し、それが一定の値を超えていれば検出できたとする。通常 S/N=5 を超えていれば検出できたとする事が多い。S/N は、 N_{noise} をノイズ成分、 t を積分時間として、

$$S/N = \frac{n_i t}{N_{\text{noise}}} \quad (4)$$

$$= \frac{\eta s_i t}{N_{\text{noise}}} \quad (5)$$

と表される。また、 n_{sky} を単素子当たりの背景放射の光子数、 n_{dark} を単素子当たりの暗電流、 N_{read} を単素子当たりの読み出しノイズ、 m_p 個のピクセルに像が広がっているとすると、ノイズ成分 N_{noise} は、

$$N_{\text{noise}} = \sqrt{n_i t + m_p n_{\text{sky}} t + m_p n_{\text{dark}} t + m_p N_{\text{read}}^2}$$

と表せる。しかし、今回の観測では背景放射と暗電流によるノイズが小さいとして無視した。従って、

$$N_{\text{noise}} = \sqrt{n_i t + m_p N_{\text{read}}^2}$$

となる。

2.5.2 限界等級の計算 [11月30日]

限界等級の定義を用いて、ある S/N 比を超える最小の s_i を求めて、その s_i を与える実視等級を求める。今回は S/N=5 を超えたら検出できたとする。

限界等級を簡単に計算できるようプログラムを作成した。ただし、観測する際に便利なように、ある等級を与えるとその等級が観測できる最小の露出時間を出力するようにした。従って、出力された露出時間で観測した際の限界等級が最初に与えた等級となる。ここで、入力する m は与える等級、 pix は像が広がるピクセル数である。作成したプログラムを載せる。

```
#include <stdio.h>
#include <stdlib.h>
#include <string.h>
#include <math.h>

int main(void)
{
    float eta, s, n, h, nu, lambda, D,t,nread, pix, m, c ,dl,F,i, nnoise, ncount, SN;
```

```
printf("m = ?\n");
scanf("%f", &m);
printf("S/N = ?\n");
scanf("%f", &SN);
printf("pix = ?\n");
scanf("%f", &pix);

nread = 40;

eta = 1111797/16235817.000000;
h = 6.62E-34;
c = 3E+8;
lambda = 520E-9;
nu = c/lambda;
dl = 150E-9;
D = 0.3;

for (t=0; i<SN; ) {
    t = t+0.01;
    F = 3.69E-2*pow(10,-m/2.5);
    s = M_PI*pow(D/2,2)*dl*F/h/nu;
    n = eta*s;
    nnoise = sqrt(n*t+pix*nread*nread);
    i = eta*s*t/nnoise;
    printf("%f %f\n", t,i);

}

printf("%f %f\n", t,i);
return 0;
}
```

例えば、等級を 15、ピクセル数を 1200 として実行すると、 $t = 98.942726$ と出力される。つまり 98.942726 s 露出して観測すると、限界等級は 15 mag であることが分かる。ただし 1200 pix に像が広がったと仮定した。

2.5.3 結果 [12月21日, 1月4日]

残念ながら天候に恵まれず、観測して限界等級を確認することはできなかった。

2.5.4 考察

限界等級を上げるためには、まずは露出時間を増やすとよい。式 (5) を変形すると、

$$s_i = \frac{(S/N)N_{\text{noise}}}{\eta t}$$

となる。 t が増加すると、全体として $t^{-1/2}$ で減少していくので限界等級 m が減少していく。

他に変えることのできる値は N_{noise} の中の N_{read} と η である。 N_{read} は CCD をより良いものに代えるしか方法はない。システム効率 η についてはこれも CCD を代えるか、または反射鏡を綺麗にしたりして入射した光子をできるだけ多く CCD に入れるようにすることなどが考えられる。さらに N_{noise} には今回は無視した暗電流 (周りから入ってくる余計な光を含む) の影響も入ってくるので、観測装置の必要な部分にできるだけ余計な光が入らないようにすることも必要である。