観測実習6(小望遠鏡による基礎観測実習)レポート

理学部天文学科 3 年 津名大地 (学生証番号 05-152010)

実験・解析日:10/8,10/30,11/5,12/3,12/22

レポート完成日 1/31

1 はじめに

本レポートは、天体観測の基本的な技術・手法を学ぶための「小望遠鏡による基礎観測実習」を振り返り、得られた結果を考察するレポートである。

本実習は東京都三鷹市にある国立天文台において、本原先生の指導のもと行われた。共同実験者は菊地原、 小嶋、佐藤、武井の4人(全員天文学科3年)であった。

2 実験の原理・目的

今回の実験は観測の基本的な技術・手法を学ぶとともに、小望遠鏡を用いてどこまで暗い天体を観測できるのかを理解するためのものであった。この「限界等級」というものを求めるためには、以下のように考えればよい。

まずどれだけ暗い等級を観測できるかの指標として SN 比というものがある。これはシグナル(天体から届く光)と装置(暗電流)や背景光、大気などによるノイズの比を表していて、これが大きいほど強く検出できているわけである。 SN 比が 5 を超えた時に初めて検出できたと考えることが多い。

SN 比を求めるためにはまずシステム効率の計算が必要である。望遠鏡に光子として入射してくる光はそれ全てが CCD で読み取られカウントされるわけではなく、カウントされる光子の割合がシステム効率として定義されている。一つの波長フラックス F_λ の天体を考えた時、単位時間に望遠鏡に入射する波長 λ の光子 1 の個数は

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

と表される。ただし D は望遠鏡の口径で、h はプランク定数、 ν は光の振動数である。またこれはフィルターがどれだけ透過するかにも依存し、この透過域を $\Delta\lambda$ としている。これを F_λ から振動数フラックス F_ν に直した場合

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

となる。一方単位時間に ${
m CCD}$ に読み取られる光子の量 n_i は、積分時間 t で読み取られた光子の数を N とすれば、

$$n_i = \frac{Nf_{conv}}{t} \tag{3}$$

となる。 f_{conv} はコンバージョンファクターとよばれ各カメラによって決まっているもので、今回用いるカメラでは 0.94 と定められている。システム効率はしたがって n_i/s_i で表される。

ここで SN 比のシグナルは、上で書いた n_i に積分時間 t をかけたものである。一方ノイズはそれぞれの要因によって式の形が変わってくることに留意する。背景放射や暗電流によって発生する電荷は一般に積分時

 $^{^1}$ 表現に違和感があるかもしれないが、「エネルギー hc/λ の光子」意

間に比例するが、検出器からのデータ読み出しの際に発生するノイズは読み出す回数に関係はあるが時間 に関係ない。すなわちノイズは

$$N = \sqrt{n_i t + n_{sky} t + n_{dark} t + N_{read}^2} \tag{4}$$

という式で表される。シグナルをこれで割ったものが SN 比で、これが 5 を下回らないような最小のフラックス、すなわち限界等級を求めることまでが本実習の目的であった。

また (4) 式を見ればわかるように、ノイズはたかだか積分時間の 1/2 乗にしか比例しないので、積分時間をかけるほど原理的には SN 比を大きくすることが可能である。しかしあまり積分時間を大きくしすぎると検出器に入ってくる光子の飽和(サチュレーション)が起き検出器が壊れうる。したがってサチュレーションが起きない程度に積分時間をできるだけ長くするのが天体観測において必要なことである。

今回の実習では望遠鏡の損傷により撮像が完全にはできていないので、最後の限界等級を求めるところまでは到らなかった。よってやれるところまで考察する。

3 装置

望遠鏡



図 1: 本実習で用いた望遠鏡 (本原研究室 HP より)

上の口径 21cm の反射望遠鏡を用いた。本原研究室の HP に記載されているデータによると焦点距離は 2415mm、プレートスケールは 85.3arcsec/mm となっている。

CCD カメラ

上の写真の望遠鏡の右についている黒いもの。Proline PL4021 という名前で、内部にフィルターを 8 つ搭載することができる。なおピクセルスケールは $7.4\mu\mathrm{m} \times 7.4\mu\mathrm{m}$ となっている。

フィルター

今回はフィルターとして U,B,V,R,Hb,O3,Ha,S2 の 8 種類を用いた。これらは大ざっぱには以下の波長で透過域を持つ。

これは量子効率を考えなかった場合透過率が 50%以上になる大体の波長であり、あくまで目安である。量子効率も考慮した V バンドの透過域などは後で導く。

フィルター名	透過波長域 (nm)
U	340-390
В	380-475
V	490-570
R	565-675
Hb	480-490
О3	497-505
На	653-659
S2	670-678

表 1: 今回用いたフィルターの透過域

4 観測の手順

今回の実習では目標としている限界等級を得るためのデータ集めまで到らなかったが、 唯一本格的に観測を行った 10/30 に関しては以下のように行われた。

- 1. まず建物の外で望遠鏡設置を行った。右に示したような架台に望遠鏡を乗っけて、さらに8つのフィルターをつけた CCD カメラを装着した。ここでは二班に分かれ、望遠鏡の設置作業は菊地原・佐藤・武井・TA の寺尾さん、フィルターの選別・装着作業は小嶋・津名が行った。
- 2. 望遠鏡を決定する前に観測する星を決定した。ここでは撮像からピクセルスケール を測定することを念頭に置き、数等級と(サチュレーションが起きない程度に)明るめであるととも に、その近くにわかりやすく星が存在するようなものを選んだ。ここの選定は小嶋・津名および本原 先生が行い、結果 α -Lyr(ベガ) と β -And の二つに決定した。
- 3. ここからは全員で建物の外に集まり、これらの二つの天体を望遠鏡によって捉え、撮像を行った。ここではフィルターを V にし、積分時間を調節していった。ベガは 0 等級のため、サチュレーションが起こりやすく $0.1\sim0.5{\rm s}$ の積分時間で行ったが、 β -And はやや暗く、 $10\sim20{\rm s}$ の積分時間で比較的ノイズの少なめな画像を得ることが可能であった。
- 4. 建物に戻り、 アンドロメダの画像を中心に、解析を行った。ここの詳細は解析・ 考察のところで説明する。

今回の観測天体について

α-Lyr

赤経 18:36:56.336、赤緯 $38^\circ47'01.28$ "。ベガという名前の方が一般的な、視等級の基準となっている 0 等級の恒星。こと座で最も明るい星で、夏の大三角の一つとして知られるが、11 月になっても観測することは可能である。

• β -And

赤経 01:09:43.923、赤緯 $35^\circ 37' 14.01$ "。アンドロメダ座にある視等級が 2 等級の恒星(厳密には $2.01\sim 2.10$ まで等級が変化する変光星)。名前の通りアンドロメダ銀河の近傍に存在する星の一つで ある。今回撮られた画像を見るように星はかなり大きいが、その近くにいくつかの星が存在する。

5 観測結果

以下の観測シートに記載した通り、 α -Lyr と β -And について 10/30 に観測を行った。

	ervation Log *	*				not to		
Time	Object	Date.	CCD		No. 1 Observers.	再稳一对电价	<u>供</u> 1	
10 -0		Frame#	Filter	ExpTim e	Memo	MOTFAT -	3	
19:07	Vega	4579	V	8-15	ANOA 0000 4579. Ats	72 hza1		
: 16	ly to	4580	4	11	4580	-2	13, 36	
: 18	ч	4581	н	*1	45	1771		
: 18	lı .	4582	ii li	η		10.75		
: 21	11	4584	lı	u		6.78		
: 22	и	4585	4	11		5.00		
: 22	η	4586	4	4		11.46		
: 22	Ц	4585	11	4		9.88		
: 03	η	4588	4	9		9,92		
: 23	4	454289	4	4		(0.2)		
: 24	4	4590	4	. 4		2.35		
: 25	*(4591	4	4		2.08		
: 50	*Lyr	4592	11		159 5%	9.21		
20:00	B 72 FDX5"	4593	11	0.53	E11740			
: 03	PIPKLIKY	4595	4	4	C41910			
: 03	и	4596	"	4		5.86		
: 05	4	45967	*1	4		1.30		
: 65	٠(4598	14	ч		6.08		
: 06	4	4399	t l	ч		8.96		
: 66	4	4660	ч	4		7.43		
: 07	et .	4601	4/	£1		6.42	pixel sale!:	
: 0')	1	4602	4	6		5.93		
:08	4	4663	4	9	Marie De la Companya del Companya de la Companya del Companya de la Companya de l	7.86	1pix ~ 0.5s.	
:08	12	4605	-	4	4410)	9.31		
: 09	9	4606	"	8.15		4.25		
: t1	и	4600	11	By 4	《後年	2,43		
: 13	11	4608	И	105	生くに何かいる	۵.,		
: 15	11	\$609	11	204	图1155~62星秋夏る			
: 16	4	4610	1(209	4609 \$ 331 mm < ->	きれいな画像が	得られたり	
: 25	t _l	14611	ч	1.04	更流がかちた!			
:26	Ŋ	4612	ч	lı				-
: 27	((19613	ц	ч				-
: 21)	c(4614	ч	ч				-
:							-	San Spinster
:							-	-
:							-	-
:							-	
:							-	
:							-	
:								
:								
:								
:								-
:								-
:								-
:							-	-

図 2: 実習ログノート (10/30 観測)

この一晩で数十枚の画像が得られたが、その中で上手く撮れているもの・今回の解析に用いたものを次のページに示す。

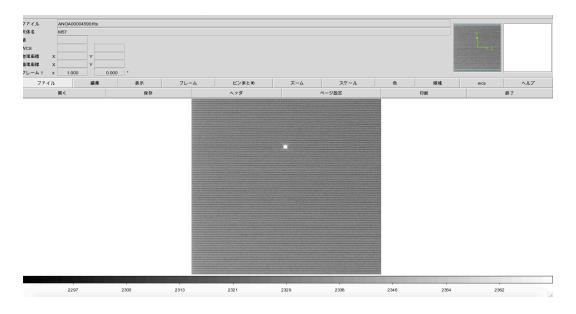


図 3: DS9 でのべガの画像 (No.4590)



図 4: DS9 での β-アンドロメダの画像 (No.4610)

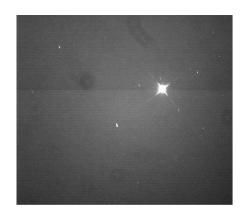
6 解析の手順・結果

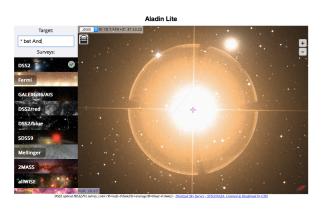
解析には PC 上で DS9 と IRAF という二つのソフトウェアを用いて、主に以下の 2 つのことを行った。

DS9 を用いたピクセルスケールの計量

DS9 とは、撮像された fits ファイルの画像を表示し利用するためのアプリケーションである。このあと述べるように IRAF と合わせて光がどれだけカウントされたか調べる測光にも応用できる。

ここでは DS9 を用いてピクセルスケールを求める。求め方は直接的で、距離がわかっている二つの星が画像上では何画素離れているかを測定し、割り算をする。主星以外の星を選びやすくするように、周りに星が比較的存在する β -And を撮像したのである。 β -And の画像 4610(下左図) において、最も大きく輝いている主星以外のもう一つの星を決定し測定を行った。角度による距離は ALADIN で調べられ、またピクセルによる座標は DS9 で表示されるものを用いて計算した。

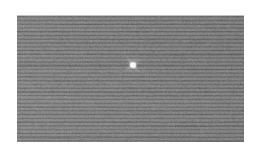




左の画像と ALADIN の画像 (右)と星を対応づけるのは至難のわざであるが、本実験では左画像の中で中心星の左上の星 (150 度方向)と左下の星 (225 度方向)を用いてピクセルスケールの算出を行った。

DS9,IRAF を用いた測光

IRAF を用いることで、各ピクセルにどれだけの光子がカウントされたかを調べることが可能である。 IRAF で aperture 半径、annulus の大きさ、積分時間の設定を済ませる。DS9 に画像を表示させて星のところにカーソルを持っていきスペースキーを押していくと、カーソルを合わせた部分から届いた光の数(フラックスカウント)が結果として得られ、mag ファイルとして保存される。これを emacs などで開いてみると右下のようになる。ここで最終行(各測定結果の 5 行目)の 4 つ目がスカイを差し引いたアパーチャー内のフラックスカウントとなっていて、ここで測定された値を今後のシステム効率の計算に用いる。今回用いたべガの画像 4590(左下)において、測光の結果は右下図のようになった。これを見ると求めるフラックスカウントは 2.0×10^6 に非常に近い値だとわかる。よってこの値を以後の考察に用いることにする。



	2/4/6/9.					(51114 1414)		
ANOA0000459							•	0
		1016.500						
	1456.036							BigShift
2340.971						11	0	NoError
0.1	INDE							
		314.42					0	
AN0A0000459		928.500						0
929.209	1446.038	0.709	-2.462	0.062	0.073		107	BigShift
2330.577	7 11.9	9957	-3.635	347	1569	2	0	NoError
0.1	INDE	F	INDEF			INDEF		
10.00	732339.1	314.28	74 -13	31.7324	IND	EF INDEF	0	NoError
ANOA0000459	90.fits	1016.500	1456.50	8 06	nullf	ile		0
1016.181	1 1456.452	-0.319	-0.048	0.002	0.003		0	NoError
2340.898	3 14.1	9427	7.5149	18	1558	12	0	NoError
0.1	INDE	F	INDEF			INDEF		
10.00	2734471.						0	NoError
ANOA0000459		1012.500						0
1015.471	1 1455.720	2.971	9.220	0.006	0.004		107	BigShift
2341.052			6.9120			14		
0.1	INDE					INDEF	-	
	2735827.						a	NoError
ANDA0000459		1012.500					•	0
1015.471		2.971		0.006			107	
2341.052			6.9120			14		
						INDEF	U	MOELLOL
0.1	INDE		INDEF				_	
10.00	2735827.	314.46	46 19	J9648.	-18	.2520.001	Ø	NoError

7 考察 (レポート課題)

7.1 フィルタの透過率

各フィルターについて透過率のデータと CCD の量子効率のデータが

http://www.ioa.s.u-tokyo.ac.jp/~kmotohara/30cm/camera/index.html

http://www.ioa.s.u-tokyo.ac.jp/~kmotohara/30cm/camera/mod-ccd-qe.dat

に掲載されている。フィルターの透過率は波長に応じてどれだけ透過するかというフィルターの特性を表したものだが、量子効率とは CCD カメラ内で光電面に届く光子が電子として変換されてめでたく検出となる確率を表している。したがってこれらをかけ合わせたものが実効透過率として、観測において重要な物理量となる。これを波長依存性として計算するために以下の fortran によるプログラムを組んだ。

```
program kouritsu
implicit none
integer, parameter:: i=200,j=901
integer k,l,ierrd
real(8) a(i),b(i),c(j),d(j),prod(i)
open(1, file='ccd_ryoshi_kouritsu.txt',status='old')
open(2, file='ccd_vband.txt',status='old')
open(3, file='product_vband2.txt',status='new')
read (1,*,iostat=ierrd) a,b
D0 k=1,200
read (2,*,iostat=ierrd) c,d
    DO 1=1,901
        if (abs(a(k)-c(1)) \le 0.50d0) then prod(k) = b(k) * d(1)
        end if
    end do
write(3,*) a(k),prod(k)
end do
end program
```

端的に説明すると、二つのファイルからデータを一つずつ取り出し、波長が 0.50nm 以下離れている二つのデータについてのみそれらの波長での量子効率とフィルター透過率をかけ算して有効透過率とした。この結果をプロットすると以下のようになり、透過率曲線は左に偏った山になる。

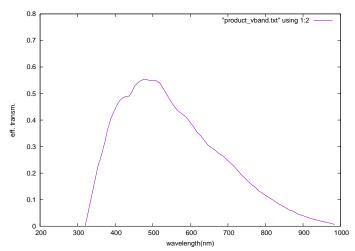


図 5: Vバンドでの実効透過率曲線

プロットしたデータは 60 程度と多すぎるので書かないが、これらを用いてこの透過率曲線の各データについて中心波長、半値全幅、平均透過率を Excel によって計算すると

$$\lambda_{\rm eff} = \frac{9380}{17.55} = 534 \mathrm{nm}$$

$$\Delta \lambda \approx 360 \mathrm{nm}$$

$$T_{\rm eff} \approx \frac{149.79}{360} = 0.416$$

のように得られた。

7.2 ピクセルスケール

ピクセルスケールとは画像において各画素がどれくらいの大きさであるかで、各天体がどれだけ離れているかを表すための指標になる。今回の観測では、望遠鏡と CCD によって装置の面からと、観測された星の画像からの二通りで計算できる。ここではそれぞれの計算を説明するとともに結果を示し、比較する。

望遠鏡・CCD から得られるピクセルスケール

望遠鏡のプレートスケールは $85.3 \mathrm{arcsec/mm}$ 、CCD のピクセルサイズが $7.4 \mu \mathrm{m/pixel}$ の正方形と与えられている。プレートスケールとは天空上の単位角度に対する焦点面上の長さを意味しているため、結局 CCD 上での 1 ピクセルが空の何秒角を捉えるかはこれらの積

(pixel scale) = (pixel size) × (plate scale)
$$\approx 0.63$$
arcsec/pixel

によって計算できる。ちなみにプレートスケールは望遠鏡の焦点距離 F(mm) から

$$(plate scale) = \frac{206265}{F} arcsec/mm$$

という式によって求められる。なお 206265 という数字は 1rad= 206265 arcssec という関係から来ている。

画像から得られるピクセルスケール

上で述べた β -アンドロメダからは のような測定結果が得られた。

星	pixel coord.	equat coord.
左上の星	(406.5,1618.5)	(01:09:59.376,35°42'09.71")
左下の星	(950.5,878.5)	(01:09:59.798,35°36'14.79")

これに基づいてピクセルスケールを計算すると

$$\frac{355 \text{arcsec}}{918.4 \text{pixels}} \approx 0.39 \text{arcsec/pixel}$$

となる。得られた二つの値は明らかに有意に異なる。前者は望遠鏡のデータから算出した信頼できる値の ため、二つの画像の星の対応関係を間違えた可能性がある。

星の対応関係の判断として

- 主星から二つの星へ伸ばした二本の半直線のなす角が二つの画像で一致しているか
- 主星から二つの星までの距離の比が二つの画像で一致しているか
- 二つの星の光度が二つの画像で矛盾していないか

という基準でピクセルスケールの指標とする二つの星の選定を行った。しかし ALADIN の画像にはかなりの数の光る点が存在するため、星の特定に間違いがあった可能性は否定できない。

ちなみに片方を左下の星ではなく主星として同じようなピクセルスケールの計算を行うと、主星は DS9 の 画像では (1382.5,1226.5) のところに存在するので

$$\frac{296 \text{arcsec}}{1051.8 \text{pixels}} \approx 0.28 \text{arcsec/pixel}$$

という値になり、ますます離れた値となる。このことから左上の星の対応付けを間違えている可能性は高い。

今回のピクセルスケールの測定は慣れておらず難しかったため、別の星を選んだ方が良かったのであろう。個人的な話であるが夏にスタンフォード大学に留学していたとき、留学先の観測実習でアルビレオという 3 等級の星を観測した。この星は近くに 5 等級の星を伴星に持っていて、観測が比較的容易な二重星の一つである。留学先での観測実習では実際にこの二重星を用いて、本実習と似たように CCD で二重星を撮像して、その距離のデータからピクセルスケールを算出していた(そのときの観測では望遠鏡・CCD から算出した値とよい一致が見られたと記憶している)。ここで全く同じことをしたくはなかったので β -アンドロメダで測定したのはよかったが、アルビレオの撮像をした方がここでも正確な結果が得られたのかもしれない。

7.3 システム効率

先ほどの結果のところで扱った ${
m No4590}$ (ベガの画像) について計算を行う。カウント数が 2.0×10^6 、積分時間が $0.1{
m s}$ であったことから、先に 1 ページで述べた n_i を求めると

$$n_i = \frac{2.0 \times 10^6 \times 0.94}{0.1} \sim 1.9 \times 10^7$$
個/sec

となる。一方 s_i については、0 等級のベガについて V バンドでのフラックスが $F_{\nu}=3.636\times 10^{-23} {
m W/Hz/m^2}$ であることを用い λ を中心波長、 $\Delta\lambda$ を(量子効率を含めた)透過域として前の結果を代入すると、1 ページの (2) 式から

$$s_i = \pi \left(\frac{0.21}{2}\right)^2 \frac{3.636 \times 10^{-23} \cdot 360}{6.6 \times 10^{-34} \cdot 534} = 1.3 \times 10^9 \text{ m/sec}$$

となる。以上よりシステム効率を計算すると

$$\eta = \frac{n_i}{s_i} = \frac{1.9 \times 10^7 \text{ 個/sec}}{1.3 \times 10^9 \text{ 個/sec}} \approx 1.5\%$$

が得られた。

7.4 等級原点

等級原点とは各カメラシステムについて定められているものであり、1 秒間の露出時間のときに 1 カウントの信号が生じるような天体の等級をいう。m 等級の星を t 秒観測したときに N の信号がカウントされたとすると、信号の数がそのままフラックスと対応するので、等級原点 Z_{mag} は

$$Z_{mag} = m + 2.5 \times \log \frac{N}{t}$$

のように表される。

ここで再び ${
m No4590}$ の解析結果を用いると、ベガは 0 等級で、0.1 秒間の積分時間で 2.0×10^6 個程度カウントされたため、このカメラシステムの等級原点は

$$Z_{mag} = 0 + 2.5 \times \log \frac{2.0 \times 10^6}{0.1} \approx 18.3$$

と計算される。

今回の実習でできるのは残念ながらここまでであったが、3ヶ月にわたって観測や解析を本格的に行い、望遠鏡に積極的に関わる(そして望遠鏡が壊れる)ことができたとても貴重な機会だったように感じている。 今学期はありがとうございました。