

## 木曾のシュミット望遠鏡 (IV)

—テスト観測から—

浜 島 清 利\*

105 cm シュミット望遠鏡のテスト観測もすでに一段落を見て、今年度からはいよいよ本観測に入ることになっている。ここでは光学系と機械系についてのテストからそれぞれ話題をとりあげてみよう。

### 1. 限界等級

光学的性能と言えば、宇宙のどこまで見られるか——つまり限界等級がまず問題になる。ところがこの限界等級というものは、我々が慣れ親しんでいる程には分かり易いものではない。その話に移る前にまず木曾のシュミットの限界等級を述べておこう。それは次の様にして調べられた。18~24等級という暗い星の光電観測が行なわれている特別な天域がある。そこを充分露出をかけた写真で撮ってみて、1つ1つの星を同定していくわけである。こうして空の状態がよい時、ある天域ではB等級で20.89等の、また別の天域では20.91等までの星が確認された。これらの数値を一応限界等級と言ってよいであろう。目で見える星の百万分の一の暗さの星まで見えているということである。パロマーの48インチシュミットでは約21等と言われているからよい値と言える。

一体、星が見えるとはどういうことかと言えば、これは天文学の観測装置では、 $\gamma$ , X線から電波に至るまで共通で、星からやって来た光と、それに伴って不可避免的に地球大気輻射などのバックグラウンド（以下単にバックと記す）との競合で決まる。より正確に言えば、星からの光がバックの統計的ふらつきからどの程度抜け出しているか、つまりSN比というもので決まる。写真の場合の星像とバックとの関係を図1に示した。図の下には横方向での明るさの変化が書いてある。星像が一点にならないのは、大気のゆらぎによって大きさができること（シーイング）や光学系の不完全さなどのためである。バックの光量（光子数）を $N$ とすれば、そのふらつきは一般に $\sqrt{N}$ 程度である。このことから、観測時間を長くするなどして、とにかく光量をかせげば、星からの光と共にバックも増すものの、ふらつきの方は $\sqrt{N}$ に比例してしか増加しないわけで、見えにくいものがよりはっきり見えてくることになる。この意味で限界は存在しない。事実、 $\gamma$ , X線、赤外、電波望遠鏡では原理的には観測時間さえかければどこまでも見える。ではなぜ光学望遠鏡に限界等級があるかというと、光のため込みがあ

る程度以上はきかないためである。光学望遠鏡という時、目で見る場合と写真に撮る場合とを区別して考えなければいけない。以下少々脱線するが、目で見る望遠鏡についても記していこう。

目で見る時の光のため込みの限界は、目が瞬間の光にしか感じない点にある。瞬間というのは約0.1秒足らずの観測時間しかもてないということで、結局、光量をふやすにはこの時間内により多くの光を集めること——つまりより口径の大きな望遠鏡を使うことになるわけである。これはいかにも直観的に分かりやすい。だが、写真の場合となると事態は一変する。こちらの限界は、感光粒子の数にある。平たく言えば、かぶらない範囲で露出をしなければいけない。かぶりとは単位面積当りの受光量に限度があるということで、にもかかわらずより多く、光を集めたいとなると、乾板上に写る星像の面積を広げてやればよい。これは焦点距離 $f$ を長くすることである。例えば図1の星像は、2倍の $f$ の望遠鏡で写したら、同じ様な黒みになるまでに4倍の光をため込めるわけである。では、口径を大きくするのはどうかといえば、乾板にあたる光の強さが増すだけで、いずれ限度の黒みに達すればそこで露出を打ち切らなければならないのだから、乾板上に記録された光は総量として同じことである。従って、限界等級では少しも得をしないという逆説的な結果になる。大口径望遠鏡をつくる理由は、つまる所、観測時間の節約に他ならない。

以上、SNを良くする為には、光量（光の情報量）をふやすことだという観点から限界等級を見て来たが、SNを良くするのに、 $N$ つまりバックだけを減らす（従ってそのふらつき $\sqrt{N}$ も）ことができればこれに越したことはない。現実の問題としては、これに相当したことが起こる場合がある。これは、目にも、写真にも分解能に限度があることから生ずる。限度を越えた小さな星像は、言わば“一点”としてしか認知されない。この状態で倍率を上げていくと、網膜あるいは乾板上で、バックの方はどんどん薄められていくのに対し、星の方は相変わらずの一点である。こうして、望遠鏡を目で見る場合には接眼レンズの倍率を上げればよく、写真の場合にはまたもや長焦点にすればよいことになる。但し制限事項を忘れてはいけない。分解能以下のことであって、レンズの倍率を上げたり、長焦点にすれば、やがてこの制限からはずれしてしまう。目の分解能は瞳の大きさ $D=2\text{mm}$ から決まり、光の波長 $\lambda=5 \times 10^{-4}\text{mm}$ に対して、回折

\* 東京天文台木曾観測所 K. Hamajima: The 105 cm Schmidt Telescope at the Kiso Station, Tokyo Observatory (IV)—Test Observations.

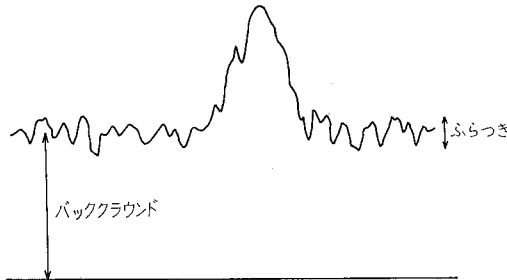
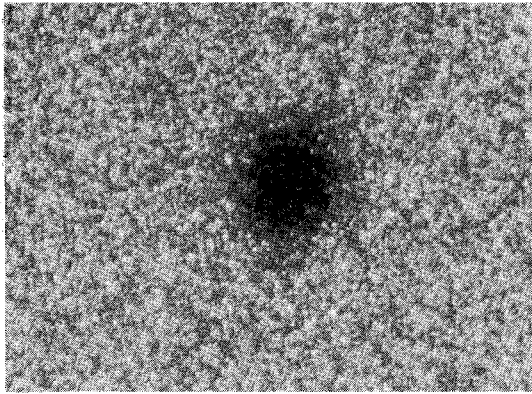


図1 星像とバックグラウンド (模式図)

効果によって  $\lambda/D=2.5 \times 10^{-4} \text{ rad} \approx 1'$  程度である。写真の方は、 $D$  としては口径が対応し、 $D \geq 20 \text{ cm}$  なら回折効果は問題にならない位小さく、実際には乾板の感光粒子の分解能  $g \approx 0.01 \text{ mm}$  とシーイング  $\alpha_S \approx 2'' = 10^{-3} \text{ rad}$  とから決まってくる。乾板上の像直径は  $f \cdot \alpha_S$  故、 $f \leq g/\alpha_S \approx 100 \text{ cm}$  の時“一点”一つの黒いかたまりになるわけである。

ともかく、限界等級  $M$  についての以上の結果をまとめてみると、少し式を用いて、

(i) 目の場合

$$M \propto 2.5 \log D + 2.5 \log m \quad (1)$$

(ii) 写真の場合

$$M \propto 2.5 \log f + 2.5 \log f \quad (2)$$

ここで、 $D$  は口径、 $m$  は倍率、 $f$  は焦点距離である。第一項は光量をかせぐ法によるもの、第二項はバックグラウンドを減らす法によるものである。 $m$  や  $f$  が大きくなって星像が分解できるようになれば、第二項は落ちることになる。木曾のシュミットはこの段階にあり、より正確には次式で決まる。

$$M = 2.5 \log f + S - 2.5 \log \alpha + 1.25 \log E - 2.5 \log k \quad (3)$$

ここには望遠鏡以外の要素も入ってきている。 $f$  以外の各項を順に説明していくと、 $S$  は夜空の明るさで、バックと呼んでいたものの主な成分である。木曾が選ばれた第一の理由はその暗さにあった。 $\alpha$  はシーイング  $\alpha_S$

に加えて光学系の不完全さによる星像のぼやけ  $\alpha_T$  を含む、 $\alpha = (\alpha_S^2 + \alpha_T^2)^{1/2}$ 。乾板上の星像直径は  $f \cdot \alpha$  で、 $\alpha$  は小さい程よい。 $E$  は乾板の感光粒子密度で、細かい粒子が多くある方が、像がきめ細やかで光量の記録を増せる。さて、今までの話からおわりの様に、限界等級ははっきりした境目といったものではなくて、SN 比に結びついている量である。従って、星の像が単なるバックのふらつきかという判断はある確率の下でなされるわけで、 $k$  はこの確率に関係する。ここで木曾の場合について、それぞれの値を代入してみる。 $f=330 \text{ cm}$ ,  $S=-4.9 \text{ mag/str}$ ,  $\alpha=2.8''=1.4 \times 10^{-5} \text{ rad}$ ,  $E=10^7 \text{ 粒子/cm}^2$ ,  $k=4$  から  $M=20.8$  となる。この値は始めに調べられた実際の値とよく合っている。

限界等級というものの存在が面白くて、長々と書きつづつて来てしまったが、テスト観測の立場に戻ってふり返ってみれば、光学的性能は限界等級への寄与としてはシーイングと結びついてしか  $\alpha$  に入って来ない。そしてシーイングが——後で分かる様に—— $\alpha$  の殆んどを占めるのである。諸外国と比べれば、シーイングの大きいことによるマイナスを、シュミットとしては世界で二番目に長い  $f$  と木曾の暗い空で補って、21 等近い限界等級にもち上げている、それが木曾のシュミットである。

こうして、限界等級というものは、実際的にはあるが、光学的性能だけを見るためには、別にテストを要することになる。これには実に簡単な原理で、しかも正確なテストが用意されている。考案者の名を借りてハルトマンテストと呼ばれている方法である。

## 2. ハルトマンテスト

図2を見て戴きながら、原理を説明すると、シュミット系ではなく1つのレンズで簡単化してあるが、集光系の前に穴をあけた板を置く。各穴を通った星からの光線はレンズで曲げられて進む。そこで、乾板を焦点と覚しき所より前に置いて露出すると、一本一本の光線が写る。次に焦点より後に置いて露出すれば同様な像が得られ、両者から各穴を通った光線の軌跡が求められる。こうして、焦点近くでの各光線の集まり具合——光線による星像のぼやけを調べることができるわけである。わざと焦点からずらしたのは、焦点近くでの光線の混雑を避けて、

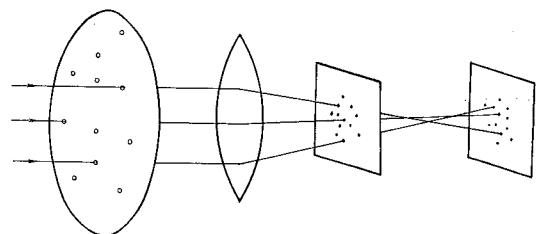


図2 ハルトマンテストの原理

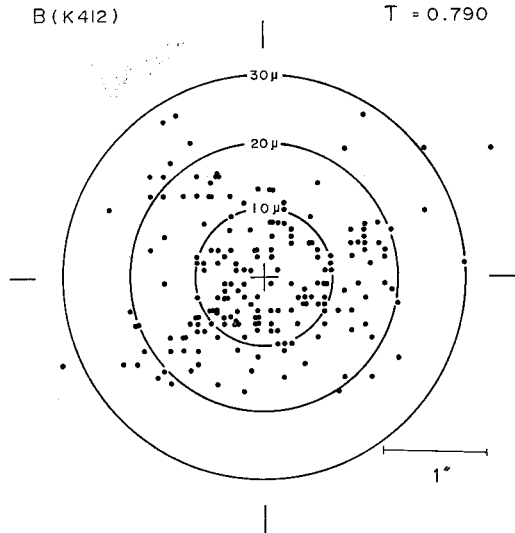


図 3 焦点面での光線分布

倍率をかけて見たものと思えばよい。焦点は、最も光線が絞こまれた位置として定義できる。この位置での断面では、どんな状況になっているかを図3に示そう。射撃の標的と同じで、中心近くに光線が集まっている程性能がよいことになるが、目安として分布の半値幅の  $1/2$  を望遠鏡の  $f$  で割った値が、ハルトマン定数と呼ばれてよく用いられる。これは光学系による星像の半径を角度の秒単位で表わしたものであり、図3では  $0.79$  である。前出の  $\alpha_r$  にして  $1.6''$  となる。これは決してよい値とは言えないがシーイングによる不可避な大きさが既に  $\alpha_s = 2.3''$  (木曾での最頻値) あるから、一応満足できる光学系と言ってよいと思われる。  $\alpha = (2.3^2 + 1.6^2)^{1/2} = 2.8''$  が実質的な星像拡がりを与えるが、木曾ではシーイングでは日によって  $2'' \sim 4''$  位まで変化する量でもある。この他、ハルトマンテストからはいろいろな情報が得られるのであるが、それは別の機会にゆずることにしてしよう。

### 3. 極軸の設定

機械系についてなされたテストは多いが、ここでは、一寸風変わりな結果が得られた極軸設定のことに話題を絞ってみよう。

赤道儀では望遠鏡極軸は天の真の北極にまともには向けないで、大気差の効果を考慮して見かけの北極方向(真の極より  $80''$  上)に少しずらしてセットするのが通例である。これはいろいろな時角・赤緯での観測に対して、ガイド量を少なくしようとする意図から来ている。例えば、屈折の少ない天頂近くの星は、真の極を中心に回転していくのに対し、極近くでは見かけの極が回転中心になるわけである。

ところで、シュミット乾板は  $6^\circ$  平方という視野の広さが売り物であるが、乾板中心の星と周辺の星とでは、

異なった大気差を受け、これだけならいいのだが長い露出時間をかけた場合、大気差の変化の仕方が異なる(微分大気差)為、ガイドをした中心の星が点像になっても、周辺では像が流れてしまうということが起こる。これは宿命ではあるが、軽減することが可能である。極軸を向ける方向により微分大気差の程度が変わるからである。この様な観点からも、極軸は真の極と見かけの極との間に向けるのがよいと思われている。もちろん露出時間が短い場合には問題ないのだが、近年注目を集めている乾板(夜光の波長帯での感度を抑えたもので限界等級がかせげる)を始めとするいく種かの乾板では、明るいシュミット光学系でも、2時間を越える長時間露出を必要とするので、微分大気差をおろそかにできないのである。

極軸を向けるべき方向は以上でわかったが、まず、現在の向きがどうなっているかを調べることから始めなければいけない。この為、岡山天体物理観測所の74インチ望遠鏡の極軸設定にあたって考案された方法によることにした。これは案内星のガイド量が、先にも述べたように極軸方向によって、大きかったり小さくなったりすることを利用したものである。赤経赤緯それぞれのガイドの様相から独立に極軸位置を求めることができる。木曾の場合、 $0.1''$  角という高精度で望遠鏡の動きを測れるエンコーダーが取り付けられているので、ガイド量は精確に知ることができた。このエンコーダーは、機械系の追尾周期誤差、不連続誤差の調査等、大いに活躍しているものである。さて、極軸方向を求めてみると、赤経方向のガイド量から出したものと、赤緯方向からのものとが相互に  $2'$  近くも異なってしまった。方法の精度から言って  $5''$  とはくるわないはずのものである。この結果はぜひ分我々を悩ませた。

矛盾を解く鍵となったのは、望遠鏡の各部にはたわみがあるという事実である。極軸そのものがいかにしっかり固定していたとしても、それから先の、たとえばフォーカ鏡筒にたわみがあれば、実質的には極軸が少しずれた方向にあるのと同じことではないか、更に、たわみ方は望遠鏡の姿勢と共に、つまり時角と共に変わるであろうから、総合して、実質的な極軸は時角に応じて空に対して動きまわると考えるべきなのではないだろうか。そうだとすると、極軸方向を一定と考えている上記の方法が矛盾した結果を導いたのもうなずける。

さて、ここにカーチス法と呼ばれ、よく極軸設定に用いられる方法がある。その手順は、望遠鏡をほぼ北の極に向け、シャッターを開いて時角方向に回転させながら写真を撮る。すると星の軌跡は円となるが、この中心が極軸方向を示すわけであり、次に時角を固定してシャッターは開放にしておくと星の日周運動が写る。この円の中心は見かけの極であり、極軸方向が空に対して求まっ

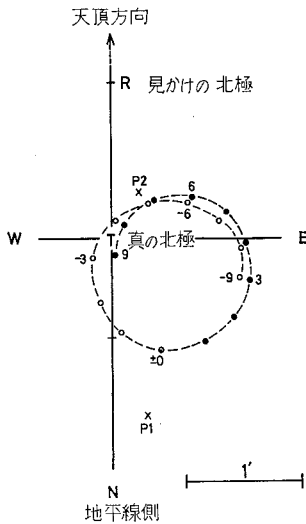
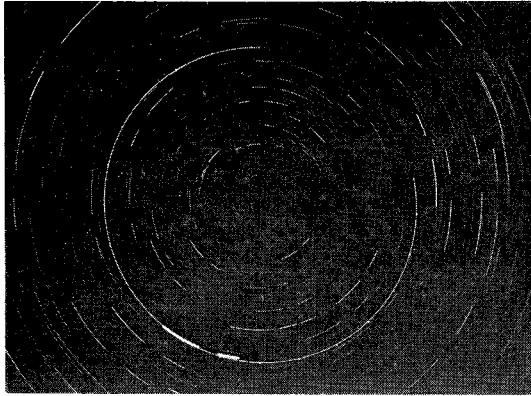


図4 北の空に対する極軸の動き。数字は望遠鏡の時角を示す。上の写真はカーチス法により撮影したもので、左下の明るい軌跡が北極星。

たことになる。我々がこの様な写真を既に撮りながらも前記方法を用いたのは、いつに精度の点で比較にならないと思われたからである。カーチス法の精度の悪さは、時角に沿って回転させた時の軌跡が完全な円ではなく、少しひずんでいて中心が求めにくいことによるものであった。このひずみが先に述べたたわみがあるという証拠の一つとなっていたのである。するとフォーク等各部のたわみの総合結果がここに写っているわけで、詳しく調べれば極軸（実質的な意味での）の動きまわる様子が分かるはずである。極軸設定法としては見棄てられていたこのカーチス法乾板を再び取り出して、たわみを求める作業が始まった。いくつかの試みの後、上述したカーチス法の写真の撮り方を少し工夫することにより、たわみと同時に見かけの極からのずれを求めることができた。それを図4に示そう。1時間毎の時角による極軸変化が書かれているが、時角0時で最も地平線に近く、±6時では約1'上にもち上がる様子が分かる。逆にこの様な動き

があるとする、星をガイドした時、どんなガイド量が必要かを求めることができる。得られた結果は観測値と合うものであった。こうして上述した矛盾は氷解したのである。ちなみに図には、先に赤経・赤緯両方向のガイド量から求めた結果もP1・P2点として記してある。たわみの主な原因は望遠鏡を支えるフォークにあると考えている。実際にもレーザ光源をフォークに乗せ、時角を変えてみると約1'のたわみがあることが確かめられた。

さて、本来微分大気差を少なくする為の極軸設定である。時角と共に極軸が動くとする、どこへ向けるのがよいのか改めて考え直さねばならない。図4の移動パターンを空のどの位置に置くと、微分大気差によって乾板周辺の星像がどの程度流れるかを計算機によって調べてみた。その結果、パターンの中心を真の極より地平線側15'程下げるとよいことになった。図の状態は東西方向のずれを別にして、ほぼこれに近い。この状態では、観測によく使われる時角-3~+3時で極軸は真の極よりずっと下側にあることになり、始めに述べた真の極と見かけの極との間に向けるという常識とは異なった結果であり、これも極軸が動いて回る効果の現れである。一方、微分大気差の量としては、剛体的極軸の場合と比べて、遜色ないこともわかり、たわみの存在によって性能が落ちていないので安心して次第である。このことをつきつめれば、45mφ電波望遠鏡ではないが、あらかじめ、たわみを考えに入れて設計すれば、微分大気差最小型のシュミット望遠鏡が得られるかも知れぬなどという少々夢物語じみたことも考えられる。なお、テスト期間中、10回程極軸方向は変えられているが、上の計算で得られた方向のとき確かによい結果を与えていることをつけ加えておこう。

テスト観測からほんの2・3題をとり上げただけになったが、詳しいことをお知りになりたい方は東京天文台年報 Vol. 16, No. 2 (英文)を御覧戴きたい。いくつかのテストの詳細は東京天文台報(和文)に近く発表される予定である。終りになったが、テスト観測に当っては、望遠鏡作製にあたった日本光学の御協力も得られたことを記しておかねばならない。

掲 示 板

山田科学振興財団研究助成受領者の決定

昭和52年度の山田科学振興財団研究助成候補として、本会として下記を推薦していたところ、助成金受領者として決定した旨通知がありました。

名古屋大学理学部 早川幸男氏他7名

「マゼラン雲の近赤外線観測」