星の赤外線の観測

大 沢 清 輝*

1. 赤外線による天文観測

天文学者が天体の赤外線を観測しはじめたのは今から半世紀も昔のことである．ウィルソン山天文台で太陽のスペクトルの赤外域を白金のボロメーターを用いて観測し，1940 年頃には Adel が波長 14μ まで観測することができた．一方，星の輻射計等級の観測は 1920 年代に同じ天文台で Pettit, Nicholson がやっている．苦心して自作した熱電対を 100 インチ望遠鏡の焦点に置いて，何十個もの星の輻射計等級を測定した．この結果は最近まで使われた星の輻射補正量や温度スケールの決定に重要な役割を演じたが，dM 型などの暗い星が観測できなかったので十分とは言えなかった．その後この方面の観測をする人がいなかったが，第 2 次大戦中に赤外用 detector の技術が飛躍的に発達し，戦後その軍事機密が解除されるにおよんで天文学にも応用されるようになった．

1947 年から 1950 年までに硫化鉛（PbS）を用いた重要な観測が三つ行なわれた．PbS に光を当てるとその電気抵抗が小さくなることを利用したもので，波長は 2μ ぐらいまでである．まず Kuiper, Wilson, Cashman（Ap. J. **106**, 243, 1947）は恒星や惑星のスペクトルを $\lambda/\Delta\lambda=80$ という分解能で観測して，火星に葉緑素らしいものが存在することをたしかめた．Whitford（Ap. J. **107**, 102, 1948）は，星の測光を 2.4μ までやって星間物質による光の吸収の経験則を確立した．Fellgett（M. N. **111**, 537, 1951）は赤色巨星の赤外等級が変光するらしいことを見出した．

1950 年以後になると，赤外デテクターの技術はさらに進歩して，上記の硫化鉛の他，テルルやセレンの化合物のほか，ゲルマニウム系統のものが数種類開発された．アメリカの Low という人が作ったこれらのデテクターを，天文学者である Johnson その他の人たちが観測に応用して，面白い結果が出はじめている．たとえば Johnson は，従来の光電管による U, B, V の 3 色測光および R（赤），I（赤外＝0.87μ）の等級システムを赤外部に延長して，つぎの表のようなシステムを作った．（文献は最近の Ap. J. に多数ある）

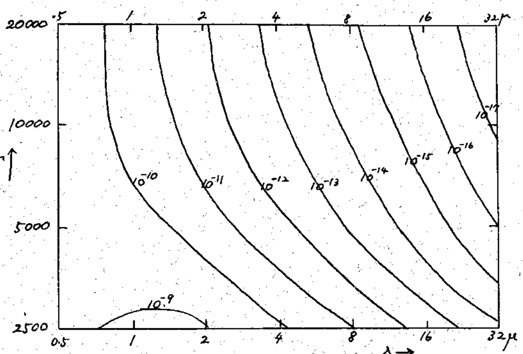
これらの赤外等級は，星の輻射補正量や温度スケールの改訂に使用して有用であるばかりでなく，星間吸収が少ないので遠距離の星を観測するのにも便利である．また，M や N の観測は昼間でもできる（空が暗い！）ので望遠鏡の時間も非常に経済的である．

名称	波長域（μ）	有効波長（μ）	デテクター
J	1.1〜1.4	1.20	PbS
K	1.9〜2.5	2.20	PbS, InSb
L	3.2〜4.1	3.50	PbS, InSb
M	4.4〜5.5	5.0	InSb
N	8 〜14	9.0	Ga-Ge, Hg-Ge

ただし，液体空気で冷やすとか，デテクターの面積を小さく（1 mm^2 程度）したり，交流で増幅したり，技術的にはかなり面倒な仕事であるらしい．

赤外線用のデテクターはどういう性質のものかを Strong（Astronomical Techniques, シカゴ大学出版）および Whitford（Hdb. d. Phys. 54 巻）の受売りで簡単に紹介するのが本稿の目的である．

まず，星の光を望遠鏡で集めることによってどのくらいのエネルギーが得られるかを知っておく必要がある．第 1 図がそれで，例として望遠鏡の口径を 200 cm，星の実視等級を 6.5 等として Wien の輻射式によって略算した結果を示す．幅 1.0μ の波長域をまとめて測る場合のエネルギーをワットで表わしたものである．従つて，幅 100 Å（0.01μ）の波長域で 1 個のインフォメーションを得ることを目的とするスペクトル観測の場合には，第 1 図で与えられるワット数をさらに 1/100 倍しなければならない．



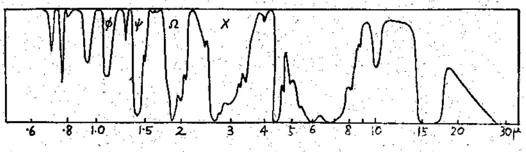
第 1 図　赤外域における星の輻射エネルギー

従来の天文観測でわれわれが慣熟している可視域の光電観測では，幅 500 Å ほどのフィルターで 15 等級ぐらいの暗い星（10^{-15} ワット）の測光観測をらくにやれるし，スペクトルを光電管でかかせる場合には無理をす

* 東京天文台

れば明るい星で幅 0.1 Å 程度の微かなインフォメーションまで取り出すことができる．赤外の場合には 10^{-12} ワットが事実上の限度で，もっと暗い光はとても測ることができない．それは後で述べるように，赤外デテクターにはふつうの短波長用の光電管よりは桁違いに大きい“雑音”があるからである．

地球上から星の赤外観測をするときにもう一つ問題になるのは，地球大気の透明度である．第2図はそのおよそを示したものであって，可視域には見られない強力な

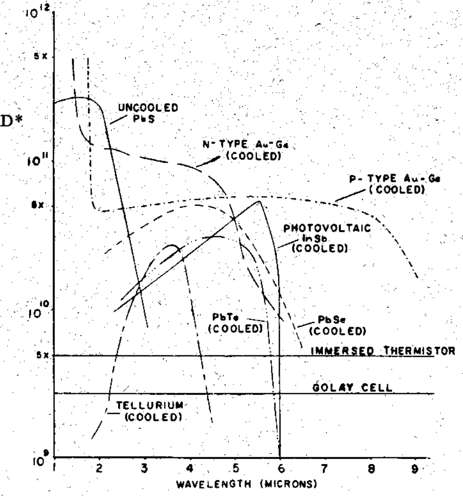


第2図　地球大気の透明度
縦軸の立っている波長域が大気の窓である．
（Aller 著 Astrophysics から借用）

吸収帯がある．星の観測はすべて，空気の吸収の少ない“窓”をねらって行なった結果なのである．吸収帯に隠れている部分を観測しようと思えば，地球の大気外に出なければならない．

2.　赤外デテクターの種類

つぎの表は赤外用デテクターの一覧表である．“熱”に感じる種類のものは，どんなに長い波長の光でも差別なく熱エネルギーとして感じるが，光量子を検出するものは，特定の波長よりも短かい光にしか感じない．これが thermal detector と quantum detector との区別である．（一般に後者の方が感度が良い）．この2種類はさらに，起電力を発生するものと電気抵抗が変化するものとに分類することが出来るので，合計4種類になる．この他，電気に関係のない熱的デテクターがある．ラジオメーター（輻射計）とゴレイ・セルとがそれである．前者は光の輻射圧を，後者は気体の熱膨脹を利用したものである．第3図はこれらデテクターの実用上の性能を示したもので，D* という表示法の意味については後で述べる．



第3図　種々の赤外デテクターの分光性能の比較
（縦軸の D* の意味は第5節参照）

3.　赤外デテクターの雑音

（1）周囲の熱輻射のふらつきに基づく雑音．赤外線を検出する場合には，デテクターの周囲が完全に暗黒であることは望みにくい．その理由は，どのような物体もそれ自体の温度に相当する輻射を出しているからであり，それのふらつきが雑音として誤差の原因をなすのである．このふらつきをワット単位で表わすと，

$$\varDelta W_T=(16\sigma kT^5A\varDelta f)^{1/2} \qquad (1)$$

ただし σ はステファン・ボルツマンの常数，k はボル

第1表　赤外デテクターの種類
（D* の意味は第5節参照）

原　　理	実　　例	D* (mm/watt)	スペクトル域	冷却の要否
熱による起電力の発生	熱電対	10^{10}	全　域	不　要
熱による抵抗の変化	サーミスター	7×10^9	全　域	不　要
熱による気体の膨脹を光学的に拡大	ゴレイ・セル	10^{10} 程度	全　域	不　要
光による起電力の発生	InSb	6×10^{10}	1～5.5 μ	液体空気
光による抵抗の変化	PbS	3×10^{11}	1～3.5	不要のものもある
	PbSe	6×10^{10}	1～6	液体空気または液体ヘリウムないし液体ネオン
	PbTe	4×10^{10}	1～5.5	
	N 型 Au-Ge	10^{10}	1～5	
	P 型 Au-Ge	7×10^{10}	1～9	
	Te（結晶）	3.5×10^{10}	2～4.5	

ツマンの常数，A はデテクターの表面積 (cm^2)，Δf は測定する周波数の帯域幅（直流の場合は Δf はタイムコンスタント τ の逆数のようなもの）である．たとえば，表面積が $1\,mm^2$ で帯域幅が1サイクル（$\tau=1$秒）の場合，常温（$T=300°K$）に対しては

$$\Delta W_T=5.5\times10^{-12}\ ワット \qquad (2)$$

である．第1図の星の輻射と比べて，この誤差がどんなに大きいかがわかるであろう．

量子デテクターの場合には事情はずっとらくである．上の (1) 式に含まれた σT^4 の代りに，プランクの輻射函数を波長 0 からそのデテクターの感光する限界の波長まで積分したものを代入すればよいからである．例えば，この限界の波長は PbS，PbSe ではそれぞれ 2.9 μ，4.7 μ であるから，$A=1\,mm^2$，$\Delta f=1\,sec^{-1}$ に対して，

$$\Delta W_T(PbS,\ 2\mu)=1.9\times10^{-13}\ ワット \qquad (3)$$

$$\Delta W_T(PbSe,\ 4\mu)=8\times10^{-13}\ ワット \qquad (4)$$

となり，熱デテクターの場合 (2) と比べるとそれぞれ 1/30 および 1/7 となっている．

この雑音をへらすには，周囲の温度を下げればよいので，重い銅の容器の奥深くデテクターを納めて，外を液体窒素で冷やすような方法が行なわれている．それでも光を交流に変えるためのチョッパーまで冷やすことは難かしいようである．

（2） 内部的原因による ($1/f$) ノイズ．これは PbS のたぐいの半導体に共通した雑音で，その物理学的原因はまだよくわかっていないそうであるが，現象としては，光を交流にして照射する周波数に逆比例する雑音なのである．一方，デテクターの感度は，1000 サイクル近くの限界まではほぼ一定なので，S/N 比の一番よい周波数がどこかに存在する．これは通常は数百サイクルのあたりなので，このような回数で光を切るようにチョッパーを廻転させればよろしい．ただしこの S/N 比最良の周波数は，デテクターの一個ごとに違う値を示すので，実験をしてみて決定する必要があるそうである．このノイズも前同様 A や Δf に依存する．

（3） 可視域の光電測光にも存在するノイズ．可視域の光電管の場合には，冷却しないで使えば暗電流のショットノイズがまず実用上の限界を与え，冷却した場合には星の背景の空からくる夜光によるショットノイズが光電測光の実用的限界を与えている．これと同じことが赤外測光の場合にも起るはずであるが，前述の二つのノイズに比べるとその量が小さいので，現実には大して問題にならないようである．

デテクター自身または増幅回路に含まれる高抵抗の“ジョンソン雑音”は，数千メグオームなどという抵抗を用いない限り，可視域の光電増倍管の場合と同様，他のノイズに比べて無視し得るほどに小さい．しかし，赤外デテクターの中には液体窒素などで冷すと 10^9 オーム程の抵抗を示すものもあるので，そういう例外的な場合にはこのノイズも問題になるのであろう．

4. 交流にして測定する理由

熱電対や白金ボロメーターを用いる昔の天文観測はすべて検流計を用いる直流的な測定であった．非常に弱い起電力またはごく僅かの抵抗の変化を測るので，デテクターと検流計との内部抵抗の比であるとか，記録のタイムコンスタントをどのように選ぶかということが主な技術的問題であった．これらの事情は Hdb. d. Experimental Physik の第 26 巻に Strömgren による詳しい解説がある．

第2次大戦後の赤外観測では，直流法は全く使われなくなり，すべて交流法に依存している．望遠鏡の焦点近くに廻転セクター (chopper) をおき，星の光を矩形波にしてからデテクターに当てる．出てきた交流シグナルを交流増幅して，それから整流して記録する．このような方法は，現在の可視域の光電測光を直流増幅で記録しているのに比べて非常に煩雑であり，しかも誤差を生じ易い．もともと星の光は直流であるのを，廻転セクターによって光量を半分損すること（信号の減少！）も無視できない．どうしてこのような，原理的に好ましくない方法を用いるのであろうか．

赤外用の量子的デテクター（PbS のたぐいおよび光電池のたぐい）については，交流で測る理由は明白である．それは，この種のデテクターの内部的雑音が直流および低周波では大きく，数百サイクルになると小さくなるので SN 比が良くなるという事情である．（前節の $1/f$ ノイズの項参照）．

熱的デテクター（熱電対，ボロメーター）については，交流で測らなければならない理由は原理的には何もない．雑音がすべて，周波数に依存しない“白色ノイズ”ばかりだからである．従って，雑音をへらすためには，f そのものの選択よりは帯域幅 Δf を減らすことだけが大切なのである．つまり，Pettit のように検流計を用いて時間をゆっくりかけて測りさえすれば，雑音はいくらでも減るのである．例えば，タイムコンスタント 10 秒の検流計で測れば，Δf は 0.1 サイクルに相当している．このような狭い帯域幅の増幅器は数百サイクルの交流ではとても実現し難い．1928 年の Pettit, Nicholson の熱電観測は実際にこういう方法で行なわれており，原理的には現在流行している交流法よりはむしろすぐれているといわなければならない．それにもかかわらず現在交流でやるのは，検流計という“御機嫌のわるい道具”を避けたいためだけである．（交流にして測っても精度があまりひどくは落ちないほど技術が進んだとも言え

る.）

5. D* の意味

赤外用デテクターの実用上の性能を表わすには通常Dというものが用いられている．これは検出することのできる最小の入力をワットで表わしたもの（すなわちNoise Equivalent Power，略して N. E. P. という）の逆数である．

D* というものは，D にデテクターの面積 A と周波数帯域 Δf との積の 1/2 乗をかけたものである．赤外デテクターの N. E. P. が $(A\Delta f)^{1/2}$ に比例するので，これをノーマライズしたわけである．完成品全体としてでなく材料だけの優劣を比べるためには D よりも D* の方が便利なのである．

われわれがこれから天文用の赤外測光器を作ろうと思えば，第3図の中から適当なスペクトル感度を持つ材料を選んでその D* を知り，完成品の A と増幅器の Δf とから D を出す．この逆数が NEP で，この数値を第1図に当てはめれば，どの望遠鏡で何等星まで何 μ までが測れるかがわかるというわけである．

堂平山の極望遠鏡完成に際して

関　口　直　甫*

1. はしがき

堂平山観測所に建設中であった極望遠鏡観測室は，昨年春に建物が完成し，その後内部装置の据付と調整を行っていたが，本年初頭より観測が開始され，観測の整約結果も得られるに至った．何しろ世界にあまり類例のない建築物・装置なので，事務的折衝に当られた事務当局の方々，機械・電子装置の設計・製作に当られた東京天文台の松本惇逸氏はじめ，三鷹光機製作所の方々，および建設関係の方々に非常なお骨折りを頂いた．これらの方々の理解と協力がなかったら，とてもこの観測室の完成はおぼつかないところであった．ここに改めて深い感謝をささげたい．

装置・建築物・観測法の詳細は，遠からず東京天文台年報に英文で報告するつもりであるが，ここではこの装置を作るに当っての基本的な考え方，ねらい，といったものに重点を置いて，この堂平山の極望遠鏡のあらましを紹介してみよう．

2. 温度による装置のゆがみ

私たちは三鷹の天文台構内に極望遠鏡観測室を作り，1954 年以来，今日まで観測を続けている．建設以来，ほとんど毎年装置の改良を行なって精度の向上につとめて来たが，その中で，天体の位置観測の精度の向上をはばむ壁として，どんなものがあるか，ということが次第に明瞭になってきた．

私たちがぶつかった壁は，結局温度に関係した諸問題であった．観測装置を構成する材質は，大体 $10^{-5}(°C)^{-1}$ くらいの線膨張係数がある．1メートルの程度のサイズの装置で，もし各部に 0.1°C の温度差があれば，角度にして 10^{-6}～0″2 のゆがみが生ずる．天体の位置観測は，あいにく空が晴れた晩に，天空に露出した地表で，地面に固定した観測装置によって行なうことになっているが，これは機械の温度を均一に保つという観点からすれば，最悪の条件である．私が天文台に入った頃，先輩に「観測室の屋根は広くあけろ，風を入れて室内温度を均一にしろ」といわれたものであり，実際その通りにして，観測装置ないし観測機械の温度が均一になったつもりでいた．しかし後に，観測室内外の温度分布を詳細に調査すると，これはとんでもない思いちがいであることがわかった．晴夜の地表における温度の空間的・時間的分布は非常に複雑なもので，常識的に考えて温度差がないような条件下でも温度差があらわれることがある．私の経験では，2本の寒暖計を束ねて，ある位置においても，両者で読み取れる程度の温度差を示すのである．これが2本の寒暖計の固有な機械差でないことは，置く位置のコンフイグレーションを取かえても，やはり一つの位置の方が温度が高いことでわかる．温度とはこういうもので，晴夜に天空に露出した装置の各部を，ある一定の時間間隔だけ，一定の温度分布状態に保つことが出来ると考えるのは馬鹿げている．またよく，観測室の南と北とに2本の寒暖計を置いて，それで室内の温度分布を求めようとする人もあるが，私の経験では，たった2本の寒暖計で温度の分布が把握できるとは，とうてい考えられない．温度分布とは，きわめて時間的，空間的に複雑なものなのである．

位置観測の一つの考え方として，機械がいくらゆがんでも，そのゆがみが精確に測定できればよいではないかという考え方がある．しかしこれも結局は同じことで，そのゆがみを測定する装置そのものがゆがんでしまうのである．ことに始末の悪いことは，大ていのゆがみ測定

*　東京天文台