星の距離

今川文彦

1. 三角視差

太陽系内の天体の三角視差は地心視差である（物をはかる話②参照）．恒星になると，地球の半径を基線に採ったのでは短かすぎて視差は0になってしまう．そこで地球の公転軌道半径を基線にして測り，これを年周視差という．

それでも非常に小さい値で，われわれに最も近いケンタウルス座のプロキシマ星でも，わずかに0″.762にすぎない．したがってこの測定には，精度の高い観測と測定の技術が要求される．1718年ハレーの固有運動の発見によって，視差測定の可能性が約束されて以来，当時の天文学者は挙げてこの問題と取り組んだが，当時の観測・測定技術としては，この検出はそう容易なことではなかった．この間光行差や章動の発見という副産物に慰められつつも，実に120年も経過した1838年，ベッセルが白鳥座61番星の視差測定にはじめて成功したのである．ギリシャ時代以来の恒星天という考え方を，根底から揺さぶったこの年は，近代天文学誕生の年ともいえよう．

恒星はそれ自身の固有運動（これを特有固有運動と名づけておく）と，地球の軌道運動による年周視差とによって，天球上で波形を描いてその位置を変化する（第1図(a)）．この位置の変化を写真乾板上で測定して視差を求める．しかし，このような方法で直接視差を測定することはほとんど不可能で，実際には相対的な方法が採られる．すなわち，乾板上で目的の星のまわりに，非常に距離が遠くて視差がほとんど0と考えられる星をいくつか選んで，それらの星と目的の星との角距離の変化を測定して求める．それでもたかだか0″.005，距離にしてわずかに200パーセック約650光年が限度であり，それ以上遠い星の視差はこの方法で求めることは不可能に近い．現在最も信用のおける三角視差のカタログとして，エール大学のジェンキンスのものがあるが，これには5882個の星が収められている．この中には視差が0″.005以下のものも含まれてはいるがあまり信頼できない．

年周視差 p'' を式で表わせば（第1図(b)），視差は小さい値であることを考慮して，

$$p=\frac{a}{d}\operatorname{cosec} 1'' \qquad (1)$$

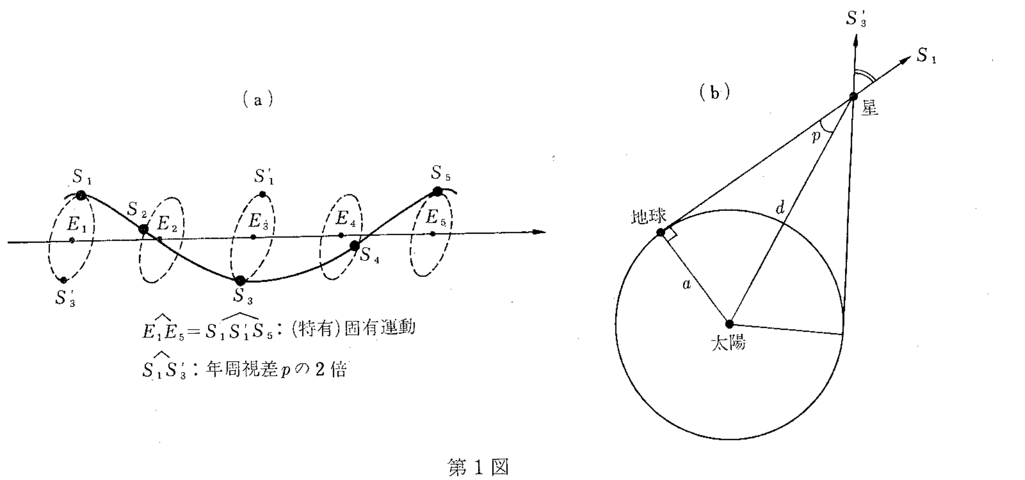
ただし a は地球の軌道半径，d は星と太陽（実際は地球）の距離である．

2. 分光視差

三角視差の測定できない大部分の星については，直接的な幾何的方法ではなく，間接的な物理的方法によらざるを得ない．よく知られているように，

$$\left.\begin{aligned} M&=m+5+5\log p \\ \text{あるいは，}\quad \log r&=0.2(m-M)+1,\ \ pr=1 \end{aligned}\right\} \qquad (2)$$

という関係式があるから，なんらかの方法で星の絶対等級 M を知ることができれば，見かけの等級 m は観測



第1図

* 京都大学
Fumihiko Imagawa, Distance of Stars

表：分光型光度階級ごとの眼視絶対等級

分光型	V	IV	III	II	I_b	I_{ab}	I_a
O5							
O9	−4.6	−5.4	−6.4				
O9.5	−4.4	−5.0	−5.7	−6.2	−6.6		
B0	−4.0	−4.6	−5.0	−5.4	−6.2		−6.9
B0.5		−4.2	−4.7	−5.2	−5.8		−6.9
B1	−3.3	−3.8	−4.4	−4.9	−5.8	−6.5	−6.9
B1.5		−3.4	−4.0	−4.8	−5.8		−6.9
B2	−2.7	−2.9	−3.6	−4.7	−5.8		−6.9
B3	−2.1	−2.5	−3.3	−4.6	−5.8		−6.9
B5	−1.4	−2.2	−3.2	−4.5	−5.7		−6.9
B6							−6.9
B6.5	−1.1	−2.0	−3.1	−4.3	−5.6		
B7							−6.9
B8	−0.6	−1.7	−3.0	−4.3	−5.5	−6.5	−6.9
B9	0.1	−1.0	−2.0	−3.8	−5.5	−6.5	−6.9
A0	0.2	−0.4:	−1.1	−3.0:	−4.8	−6.5	−6.9
A1						−6.5	−6.9
A2	1.1	0.2:	−0.7	−2.7:	−4.7	−6.5	−6.9
A3	1.7	1.0:	−0.3	−2.5:	−4.6	−6.5	−6.9
A5	2.1	1.4:	0.0	−2	−4.5	−6.5	−9.6
A7	2.5	1.7:	0.3	−2	−4.5		
F0	2.9	2.0:	0.6	−2	−4.5		
F2	3.1	2.5	0.8	−2	−4.5		
F5	3.4	2.7	1.0	−2	−4.5		
F6	3.7	2.9	1.0	−2	−4.5		
F8	4.0	3.1	1.0	−2	−4.5		
G0	4.3	3.2	0.7	−2	−4.5		
G2	4.6	3.3	0.4	−2	−4.5		
G5	5.0	3.4	0.2	−2.0	−4.5		
G8	5.5	3.4	0.4	−2.1	−4.5		
K0	5.9	3.4	0.2	−2.1	−4.5		
K1							
K2	6.3		0.0	−2.2	−4.5		
K3	6.8		−0.1	−2.3	−4.5		
K4							
K5	7.7		−0.3	−2.4	−4.5		
K6							
K7							
M0	9.1		−0.4	−2.4	−4.5	−5.3	
M0.5							
M1	9.6		−0.4	−2.4	−4.5	−5.3	
M2	10.0		−0.4	−2.4	−4.5	−5.3	
M3	10.5		−0.5	−2.4:		−5.3	
M4	11.2		−0.5			−5.3	
M5	12.2					−5.3	
M6	13.3						

註：光度階級　V　矮星(主系列星)；　IV　準巨星；　III　普通の巨星；　II　明かるい巨星
I_b　やや暗い超巨星；　I_a　とくに明かるい超巨星；　I_{ab}　I_a と I_b の中間の超巨星

できるから，視差 p（秒）あるいは距離 r（パーセック）を計算で求められる．そこで絶対等級を知るなんらかの方法であるが，最も一般的なのは星のスペクトルを利用する方法である．この意味においてこれから求めた視差を分光視差とよぶ．

星の大気の物理的状態を決める因子はいろいろあるが，最も大きな2つの要素は，表面温度と表面重力あるいは密度である．星のスペクトルは一次的には表面温度によって決定せられるが，表面重力にも関係することはサハの電離論からみても明らかである．したがって同じスペクトル型の星でも，絶対等級の明かるい巨星と暗い矮(わい)星とでは，表面重力あるいは密度の相異が，スペクトル線になんらかの相異となって現われてきても一向不思議ではない．事実特殊な吸収線のうち，あるものは巨星で強く，あるものは矮星で強く現われている．また2つの吸収線の強度比が，巨星と矮星とで逆になっている何組かの線もある．このようなことを1914年以来アダムスとコールシュッター等が研究して，特殊な吸収線の強度比と絶対等級との関係が数量的に明らかとなってきた．この関係を用いて絶対等級を知ることができるようになったのが，分光視差決定のはじまりである．

上に述べたことは，恒星をスペクトル型と絶対等級，いいかえれば温度と光度とで二次元分類しようとする，現行のいわゆるM-Kシステムの思想につながる．1953年ヤーキス天文台のモルガンとキーナンによって確立された方法である．星のスペクトルを撮ってM-K分類ができれば，絶対等級が直ちに推定される(表参照)．

星のスペクトル分類はなにもM-Kシステムによらなくてはならないということはない．M-Kシステムはスペクトルを目で見て分類するので，ある程度主観的かつ熟練を要する仕事である．この欠点を補なうために，誰にでも客観的に行なえる量的分類法がいくつか提唱されている．また分光的な方法によらなくても，測光的な方法（たとえばUBV三色測光）でもある程度の二次元分類はできる．しかしこれから求めたものは，むしろ測光視差というべきかもしれない．さらにまたたとえばO-B型星では，H_γ線の等価幅を利用したヴィクトリア・システム，G-K型星ではH,K線の輝線幅を利用したウィルソン・バップーの方法など，絶対等級を求める純天体物理学的な方法もいくつかある．しかしこれらはいずれも，本稿の目的をすこし離れるように思うのでここには述べない．

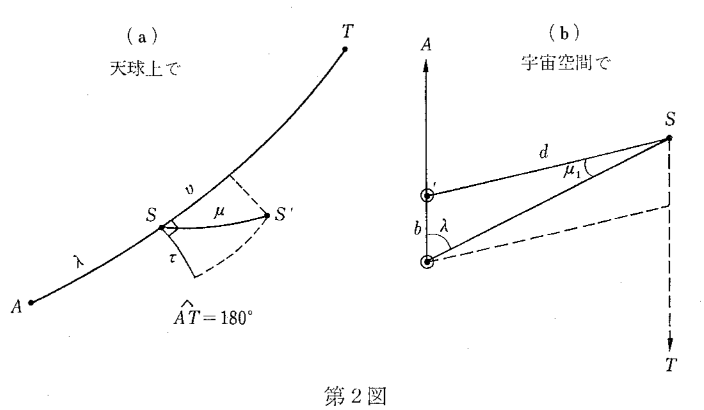
絶対等級を知るには，スペクトルを利用しない別の方法として，特殊な変光星を用いる場合があるが，これは次号の“星団の距離”のところで述べることにする．

3. 統計視差

個々の星の視差ではなく，星の空間運動を利用して，あるグループの星について統計的に視差を求めようとするものである．そのためにはすこし準備が必要である．

三角視差の項で特有固有運動という言葉を使ったが，一般に固有運動は太陽運動の影響を含んでいる．これを除いたものが星自身の固有運動である．このことをもうすこしくわしく考えてみよう．太陽(系)もすべての恒星と同じく宇宙空間で運動している．測定によれば速さは約 20 km/sec で，その方向はヘルクレス座と琴座の中間附近である．この方向を太陽向点，それと反対の方向を太陽背点という．第2図で A が向点 T が背点である．(a)図で S を恒星 S' をその一年後の位置とすると，$\widehat{SS'}$ が固有運動 μ である．μ を T の方向とそれに直角な方向とに分けて，前者を υ（ウプシロン）分値，後者を τ（タウ）分値という．つぎに(b)図で $\odot$ を太陽 $\odot'$ をその一年後の位置としその距離を b とする．すると星 S はたとえ静止していたとしても，太陽（実際には地球）から見ると，T の方向にそれだけ動いたようにみえる．すなわち天球上でいえば，υ 分値に μ_1 だけ影響を及ぼすことになる．（τ 分値は太陽運動に直角な方向であるから影響はない）この μ_1 を星の視差運動という．つまり υ 分値はこの μ_1 と，星自身の固有運動の υ 分値（これを υ_1 とする）との和である．

$$\upsilon=\mu_1+\upsilon_1 \qquad (3)$$



第2図

ところで星の空間運動は，その速さも方向もてんでバラバラで，統計的には全く乱調と考えてよい．したがって多くの星について υ の平均をとると，

$$\bar{\upsilon}_1=0;\quad \bar{\upsilon}=\bar{\mu}_1 \qquad (4)$$

もう一度(b)図にもどって，太陽と星との距離を d，太陽運動の方向と星の方向との成す角を λ とすれば，

$$\mu_1=\frac{b}{d}\sin\lambda\,\mathrm{cosec}\,1'' \qquad (5)$$

（μ_1も小さい値で，かつ秒で表わして）

さらに星の視差を p'' とすれば，(5)式に(1)式を代入して，

$$\mu_1=\frac{b}{a}p\sin\lambda$$

Ukm/sec を太陽運動の速さとすれば，

$$b=s\cdot U\ (s\ は1年の秒数)$$

s と a とに実際の値を入れて計算すると，

$$\mu_1=\frac{pU\sin\lambda}{4.74} \qquad (6)$$

となる．

前置きの説明が長くなったが本論に入ろう．あるグループの個々の星について υ を求める．これは μ を観測すれば計算で求められる．それらの υ の平均を採ると，すでに述べたように(4)式となる．そこで(6)式を用いれば，

$$\upsilon=\frac{\bar{p}U\overline{\sin\lambda}}{4.74}$$

この式より求めたを $\bar{p}$ 統計視差というのである．この場合 $\bar{p}$ であるから，p が個々の星についてあまり違っていては平均を採る意味がない．そこで最初にいったようにあるグループということになる．あるグループとはたとえば，セフェイドとか，ある銀緯のある等級範囲の星とか，星の空間分布の状態や運動的性質，あるいはまたは物理的性質などに共通性のあるグループという意味である．

なお太陽運動は固有運動のみならず，視線速度にも影響をもたらす．また τ 分値からも統計視差を定義することができる．

4. 力学視差

実視連星系においては，ケプラーの第三法則により，

$$M_1+M_2=\frac{\left(\frac{a}{p}\right)^3}{P^2} \qquad (8)$$

M_1, M_2 は主星と伴星の質量（太陽質量単位），P は連星の公転周期（恒星年単位），a, p は連星の軌道長半径と年周視差（ともに秒単位）である．この式はもともと視差のわかっている連星について，質量 M_1+M_2 を求める式であるが，いまこれを逆に用いて，質量を仮定すれば視差を求めることができる．これを力学視差という．質量の仮定は，2.で述べた方法で絶対等級 M を求め，質量光度関係を用いて推定するのである．