

銀河系の大きさ

今川 文彦*

前回までに、星の距離(これをIとする)・星団の距離(II)・星間雲の距離(III)と三回にわたって、銀河系内の天体の距離測定法について述べてきた。このようにして測定した各種天体の距離を基にして、銀河系のスケールが組み立てられるわけで、今回は本稿のしめくりとして、その概要をまとめることにしよう。まず歴史的に順を追って進むことにする。

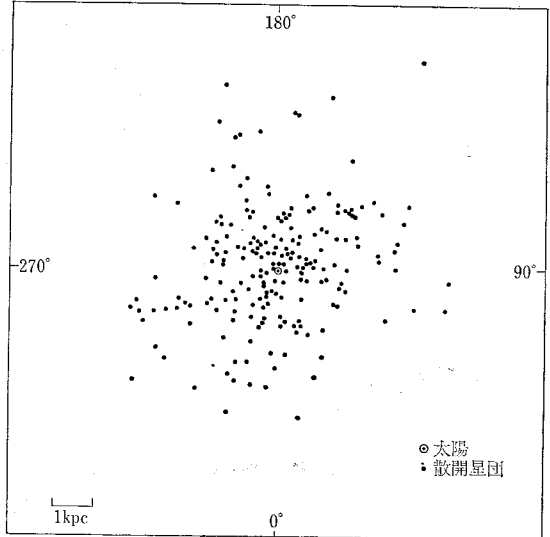
1. 局地恒星系

銀河系の研究は、18世紀後半からのウィリアム・ハーシュルの星数調査の研究までさかのぼる。当時はもちろん星の距離は一つもわかっていないから、彼はすべての星の絶対等級は一定であると仮定した。星間吸収を考えなければ、見かけの等級は距離のみの関数になるので、さらに星の空間分布は宇宙空間至るところで一様であると仮定することによって、単に星の数を数えるだけで、銀河系の広がりについてのある程度の知見を得ることができる。かくして銀河系研究の夜明けが始まった。

ハーシュルの星数調査の方法は、ゼーリーガーやキャプタインの星の統計学へと発展し、今世紀始めまでひき継がれるが、1879年グールドは、明かかい星は銀河面と約20度傾いた一つの大きな円に沿って分布することを発見し、これらの星は太陽とともに、一つの局所的な集団を作っているものと解釈した。これが今日局部恒星系といわれているものの始まりである。局部恒星系については、その後しばらくはあまり注目をひかなかったが、今世紀に入って、局部恒星系という名前が名付親であるシャプレーをはじめ多くの人の研究がある。ただ、一つの独立した系として局部恒星系を考えることに対しては、当初から反対の意見をもっていた学者もいる。

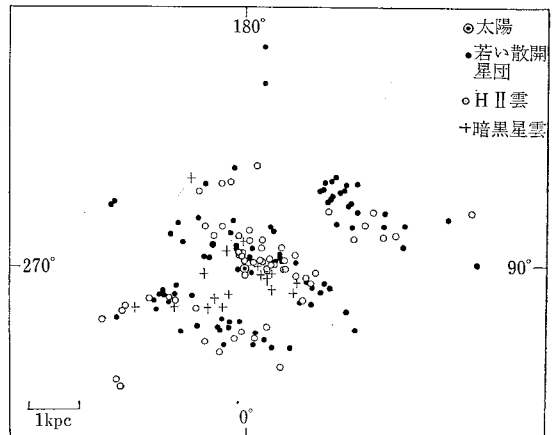
2. 散開星団系

II-3で述べたように、1930年トランブラーは散開星団の研究を行なったが、その空間分布を調べた結果、ほぼ太陽を中心として、直径約9kpc厚さ約2kpcの扁平な円盤状の分布をなし、その対称面は銀河面と約2度傾いていることを指摘した。これは1928年のシールズの局部恒星系の規模と大体一致する。第1図はトランブラー



第1図

と、ジョンソン等(1961)の新しい資料による、散開星団の銀河面への投影分布図である。われわれが観測しているふつうの星は、おおむねこの範囲内に分布しているものであるし、さらに光学的に観測される星間雲の距離も、ほぼこの領域内のものである。第2図はベッカー等(1970)とシュミット・カーラー(1966)による、若い散開星団・H II雲・暗黒星雲の銀河面上の分布である。ついだが、この図には銀河の渦状腕がよく現われ



第2図

* 京都大学

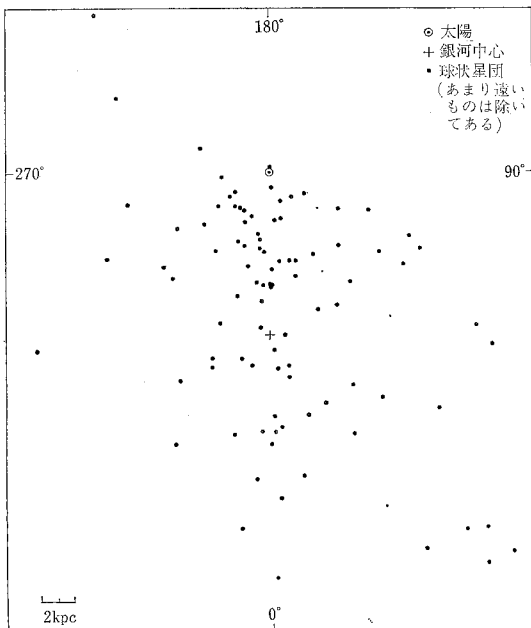
Fumihiko Imagawa, Scale of the Galaxy

ている。

そうすると、以上述べてきたハーシェル以来の研究は、銀河系の研究とはいいながら、今日われわれが知っている銀河系のスケールとはほど遠いものであり、太陽附近の空間を対象にしているにすぎないということになる。

3. 球状星団系

ところが、1915年からシャプレーは(II-5 参照)ウィルソン山天文台において、銀河系のスケールに関する今までの見解に一紀元を画した球状星団の研究を始めていた。その結果によると、球状星団は星や散開星団と違って、太陽近傍の銀河面近くに分布せず、はるかに遠く射手座の方向に長く伸び、かつ銀河面からかけ離れたところにも分布することがわかったのである。そしてこの球状星団系の大きさは、直径約 60 kpc のほぼ球状、太陽から系の中心までの距離が約 16 kpc というものである。シャプレーのこの値は星間吸収を考慮していないので、この補正を行えば前者は約 30 kpc 後者は約 10 kpc となる。これが今日の銀河系のスケールであり、当時シャプレーの大銀河系とよばれたものである。大銀河系の構想は、当時のいわば太陽中心的な宇宙観を大きく書き換えたものであり、専門家の間でも大きなショックであったようで、それまでの(小)銀河系の擁護者と、大銀河系の支持者との討論会も行なわれている。第3図はローマン(1952)とアープ(1965)の新らしい資料による、球状星団の銀河面投影分布図である。



第3図

4. 太陽と銀河系中心との距離

上に述べた太陽と球状星団系の中心すなわち銀河系中心との距離 (R_0) は、銀河系の大きさを知る重要な量の一つである。シャプレー以来多くの値が得られているが、最後にこの問題をとりあげることにする。 R_0 を求めるには直接的な方法と間接的な方法とがある。

(1) 前者は明るい天体の距離を直接測定して決める。パーデ(1953)は、銀河中心方向の比較的星間吸収の少ない、球状星団 NGC 6522 の領域を選んで、その近くの36個の琴座 RR 型変光星(II-4 参照)の観測から、 R_0 の値として 8.16 kpc を得た。この値をフルスト等(1954)の電波観測((2(参照)から得た 8.26 kpc とあわせて、 $R_0=8.2$ kpc が、それ以前の 10 kpc を修正した値として、長い間 R_0 の標準値として用いられていた。アープ(1965)は、このパーデの資料について、星間吸収および琴座 RR 型変光星の絶対等級に関して再検討を加え(+0.5 等級とした)るとともに、多くの球状星団の距離を再吟味して、その空間分布の中心として銀河中心を求める方法も加えて、 $R_0=9.9$ kpc を得た。再び昔の値にもどった形である。以下述べる方法から得られる値と相まって、

$$R_0 = 10 \text{ kpc}$$

が現在最も確からしい値として採用されている。

(2) つぎに、後者の有力な方法は銀河回転を利用する方法である。III-(10) 式の第1式を角速度で書きかえらると、

$$v_R = R_0 \{ \omega(R) - \omega_0 \} \sin l \quad (1)$$

ただし

$$\omega(R) = \frac{\Theta(R)}{R}, \quad \omega_0 \equiv \omega(R_0) = \frac{\Theta(R_0)}{R_0} \equiv \frac{\Theta_0}{R_0}$$

これは銀河回転の一般式であるが、太陽近傍についてはオールの近似式がよく知られている。銀河系の質量は中心部に密集しているので、その回転は剛体回転ではなく非常に大雑把に言えばむしろケプラー運動の方に似ている。すなわち $\omega(R)$ は一定でなく R が増加するにしたがって減少している。そこで $\omega(R)$ をテイラー展開して一次まで採ると、

$$\begin{aligned} \omega(R) - \omega_0 &= \left\{ \frac{d\omega(R)}{dR} \right\}_{R=R_0} (R - R_0) \\ &= \left[\left\{ \frac{d\Theta(R)}{dR} \right\}_{R=R_0} - \frac{\Theta_0}{R_0} \right] \frac{R - R_0}{R_0} \end{aligned}$$

$$\therefore v_R = 2A(R_0 - R) \sin l \quad (2)$$

ただし

$$\begin{aligned} A &\equiv \frac{1}{2} \left[\frac{\Theta_0}{R_0} - \left\{ \frac{d\Theta(R)}{dR} \right\}_{R=R_0} \right] \\ &= -\frac{1}{2} R_0 \left\{ \frac{d\omega(R)}{dR} \right\}_{R=R_0} \end{aligned} \quad (3)$$

Aをオールの常数という。いま太陽近傍を考えているのだから、III-3 図で $d \ll R$ の場合を考えれば、

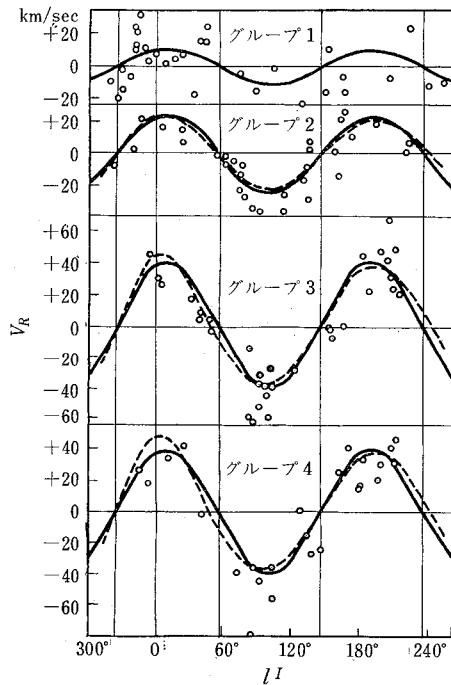
$$R_0 - R = d \cos l$$

また三角の公式より

$$\sin l \cos l = \frac{1}{2} \sin 2l$$

$$\therefore v_R = Ad \sin 2l \quad (4)$$

これがオールの式である。Aは観測から(4)式を用いて求める。dのわかっている天体について、 v_R を観測してlに対する曲線を求めれば、その振幅がAdであるからAがわかる。第4図はジョイ(1939)がセファイドの観測から求めたものである。グループ1~4はそれぞれdの異なるグループで、実線が(4)式を表わす曲線、点線が観測から求めた曲線である。ただしこの図のlは古いシステムのものである。Aはまた(3)式を用いても求められる。このためには $\theta(R)$ または $\omega(R)$ を観測から決定し、 θ_0, R_0 を適当に仮定しなければならぬ。



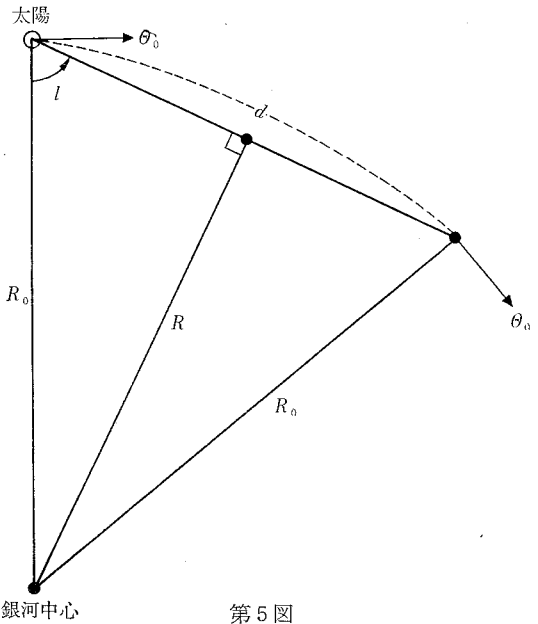
第4図

Aの値はオール以来多くの人が、B型星、セファイド、散開星団等いろいろな天体を用いて求めているが、現在のところ $A = 15 \text{ km/sec/kpc}$ と考えられている。

さて(2)式にもどって、あるl(ただし -90° と $+90^\circ$ の間)の方向を観測したとき、 v_R が最大の値を示すのは、Rが最小のときすなわち

$$R = R_0 \sin l$$

のときである。(第5図参照) ゆえに(2)式は



第5図

$$v_{\max} = 2AR_0(1 - \sin l) \sin l \quad (5)$$

となる。そこで電波観測により、中性水素の出す波長21 cmのスペクトル線のずれから、 v_{\max} を示す方向lを観測すれば、(5)式より AR_0 が求められる。この値にもいろいろな結果があるが大体

$$AR_0 = 135 \sim 150 \text{ km/sec}$$

とされている。上記の値を用いれば、

$$R_0 = 9 \sim 10 \text{ kpc}$$

となる。この方法は電波の観測であるから、光学観測のように星間吸収の影響を受けない。したがってまた遠くまで見透すことができ、 $\omega(R)$ あるいは $\theta(R)$ の遠いところまでの決定に役立つとともに、銀河の渦状構造の動学的観測的実証となったことはよく知られていることである。

(3) 間接的な方法としていま一つの方法がある。太陽からd、銀河中心から R_0 の距離にある星は、太陽と同じ銀河回転速度をもっているはずであるから v_R は0である。この場合

$$d = 2R_0 \cos l \quad (6)$$

となる。(第5図参照) このような星のdとlとを測定すれば(6)式より R_0 が求められる。フィーストとサッカー(1958)はこの方法を南天のB型星に適用したが、あるdより遠い星と近い星とでは、それから求めた R_0 に大きな系統差があって現在では信用できない。北天では適当なB型星がいまのところ2個しかないが、ミュンヒ(1960)はそれぞれ10.7 kpc, 8.8 kpcを得ている。この方法は、現在ではあまり成功していないが、 R_0 と等しい距離にある天体だけを用いるという点で、将来は期待のできる方法である。