

# 散開星団のHR図

石田 憲 一\*

## 1. 星団に所属する星の判別

おうし座のヒヤデスは、我々から最も近距離にある散開星団である。星団のHR図はどのようにして描くことができるだろうか。ヒヤデス星団に属する星の光度等級を縦軸に、スペクトル型を横軸に、一つ一つ点を打って行くとHR図ができる。ここでは先ず、ヒヤデス星団に属する星をどのようにして見分けるかということを考えて見たい。

星空を眺めてヒヤデスと云えば、牡牛の頭を形づくっている実視等級  $V=3.54$  から  $3.85$  の4個の  $K0III$  のスペクトルの星を含む差し渡し  $5^\circ$  位の領域を指す。しかし、アルデバランは、ヒヤデス星団の星の運動とは全く関係のない運動をしているので、ヒヤデス星団には所属していない。距離も、ヒヤデス星団の  $40\text{ pc}$  (パーセク) に対してその半分位である。ところで、ヒヤデスのあたりの暗い星については、ボンの星図をとり出して見ても、特に星の数が多いようには見えない。

実は、ヒヤデス星団の運動をする星が、おうし座の全領域とオリオン座の西半分を含む  $30^\circ \times 30^\circ$  に及ぶ広い領域に分布しているのを発見したのは、固有運動のカタログを作っていた Lewis Boss (1914) である。運動星団

とも云われる所以である。

オランダのライデン天文台で Van Bueren (1952) は、ヒヤデス星団の星の固有運動が、ヒヤデスの中心から約  $31^\circ$  東に離れた天球上の一点(収束点)に集って行くようすを詳しく研究している。これは、ヒヤデス星団と太陽が相対的にすれちがい運動をしているためであるが、ヒヤデス星団の星々が、全体として拡散するような系統的運動をしていれば、それとの合成運動となっている筈である。

一方、星団が力学的平衡状態にあるならば、個々の星は内部運動の速度分散を持っている。更に、固有運動の測定誤差をも考慮して、星団に所属する星である確率を個々の星の固有運動に対して計算することができる。星団に所属する確率の高い星を、固有運動が似ているということで選び出すという方法は、星団の距離が遠い場合にもそれなりの有効性を保っている。リック天文台ではヒヤデスの他に、いっかくじゅう座の NGC 2264, カシオペア座の IC 1805 などかなりの数の散開星団の星野について、個々の星が星団に所属する確率を求めている。

ライデン天文台の J. H. Oort 等は 1975 年に再び、新しい観測資料に基いてヒヤデスについての研究を発表している。それによると、固有運動の測定誤差は  $\pm 0.006/\text{年}$  でヒヤデス星団の星の固有運動約  $0.1/\text{年}$  と比較すると  $6\%$  の精度である。

彼等は新しく 119 個の星をヒヤデス星団に所属する星のリストに加えたが、これらは数十万の星のなかから選ばり出されたものである。そしてヒヤデス星団の星の総数は 400 個(質量で  $298 M_\odot$ ,  $M_\odot$  は太陽の質量)、銀河系の重力場の中での星団の潮汐半径は、銀河系の半径方向のラグランジュ点  $\xi_L$  で表わすと、 $\xi_L = \{GM/4A\omega_0\}^{1/3}$  で、 $A=15\text{ km sec}^{-1}\text{ kpc}^{-1}$ ,  $\omega_0=A-B=25\text{ km sec}^{-1}\text{ kpc}^{-1}$  ( $A, B$  はオールの定数)、質量  $M=298 M_\odot$  に対して、 $\xi_L=9.5\text{ pc}$  になるという。このようなヒヤデス星団の力学的モデルから所属する星の内部運動の速度分散を推定すると  $0.2\text{ km sec}^{-1}$ 、固有運動に換算すると  $0.001/\text{年}$  となって、測定誤差よりはるかに小さいことがわかる。

ここで付け加えて置きたいことは、ヒヤデス星団の外側には、運動を共にするヒヤデス・グループと呼ばれる星がひろがっていることである。古く Hertzsprung (1909) によって指摘され、Eggen (1960) によってくわしく研究されて来たことであるが、星団の大きさを潮汐半径迄と考えると、ヒヤデス・グループの星は、既に星団から逃

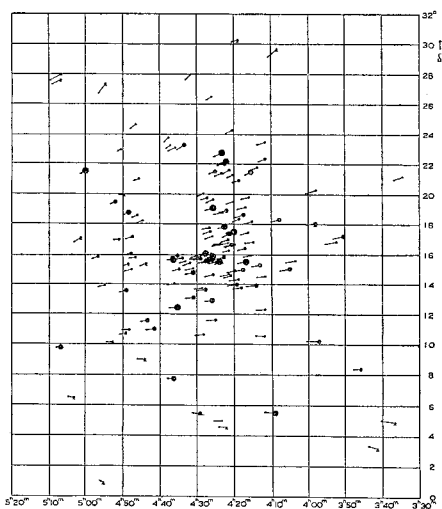
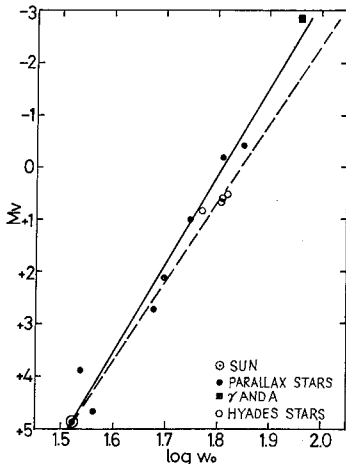


図 1 ヒヤデス星団に属する 9 等までの星。点の大きさと明さを表わす。矢印は固有運動が収束点に向っているようすを示している。Van Bueren (1952)。

\* 東京天文台木曾観測所 K. Ishida: HR Diagram of Open Clusters.

図2 晩期型星の実視絶対等級  $M_v$  と、CaのKの輝線の幅の関係。点線は Blaauw (1963)の較正線、実線は HodgeとWallerstein(1966)の較正線。



げ出している星である。観測的には、星団の星とグループの星の判別は個々には困難で、両者の星の数は同数位であろうと推定されている。

散開星団の中の星の分布密度は、一般星野の3倍位のものも多く、星団の中を一般星野の星が横断中ということも稀ではない。中心付近には質量の大きい星が集まる傾向があるので、主系列の早期型星や晩期型巨星など明るい星が数個あることが目立つ原因であることが多い。

固有運動の他に視線速度の観測も個々の星が星団に所属するかを判別するのに重要であるが、分光連星が多いので視線速度の変化に注意しなければならない。分光観測と測光観測が、HR図の知識を土台にして、星団への所属の決め手になることは、後で述べたい。

次にヒヤデス星団の距離を推定して、HR図の縦軸に絶対光度等級の目盛を書き込むことを考えたい。

次にヒヤデス星団の距離を推定して、HR図の縦軸に絶対光度等級の目盛を書き込むことを考えたい。

## 2. 宇宙の距離尺度の較正

宇宙の距離尺度の決定の出発点は、三角視差であると云う。ヒヤデス星団は40 pcという至近距離にある。それでも、三角視差の測定誤差は一般に $\pm 0.008$ と云われるので、ヒヤデスの場合 $0.025$ の30%に達する。ヒヤデス星団の半径は距離の24%に相当し、個々の星が星団の中心より手前にあるか後方にあるかを三角視差から知ることはできない。

それに対して、ヒヤデス星団の星々は、測定誤差の範囲内で、太陽とのすれちがい運動速度 $v$ の、いわば平行運動をしていると仮定すれば、 $v$  ( $\text{km s}^{-1}$ )と固有運動の収束点が与えられれば、個々の星の視差 $p = 4.74 \mu / v \sin \lambda$ を、固有運動の観測値 $\mu$ から求められる。但し、 $\lambda$ は収束点と個々の星の位置との間の角距離である。この方法によれば、個々の星の距離を数%の精度で求めることができる。三角視差を数%の精度で求められるのは、ヒヤデス星団の十分の一の距離迄で、総数わずかに20個の星で、その中にはOB型の早期星も晩期型巨星も含まれていない。

個々の星の固有運動 $\mu$ と星団のすれちがい運動 $v$ から、距離を求めるに当たっては、星団全体が拡散するような運動をしていないと仮定したが、個々の星の視線速度の観測値と $v \cos \lambda$ との差が、観測誤差の範囲内におさまるかどうかが確かめることができる。

ウィルソン山の100インチ鏡とパロマー山の200インチ鏡のグーデ分光器で、4個の巨星と12個の矮星と更に比較のために月の高分散スペクトルが撮影された。その結果、ヒヤデス星団の内部運動は、 $0.3 \text{ km s}^{-1}$ 以下であることが確認された。同時に月のスペクトルから得られた太陽の反射光の視線速度と比較して、 $1 \text{ km s}^{-1}$ の器械による系統誤差があることがわかり、 $v=44$ でなく $43 \text{ km s}^{-1}$ であること、それから巨星は平均して $2.5 \text{ km s}^{-1}$ だけ大きな視線速度がでているが多分星の大気起因している現象だろうということになった。

視線速度の測定値には $1 \text{ km s}^{-1}$ 程度の系統誤差のあることを上に述べたが、固有運動についても、GCの固有運動を用いる場合とN30あるいはFK4の固有運動を用いる場合で距離にして数%の差がでてくる。距離指数で表わすとvan Bueren (1952)の $m-M=3.03$ 、視線速度の系統誤差を補正したWoolley等 (1965)の $m-M=3.18$ 、固有運動の系統誤差を考慮したWayman (1967)の $m-M=3.25$ などが発表されているが、Oort等 (1975)は依然としてvan Bueren (1952)の値を変更する強い理由はないと考えているようである。

さて、一般に晩期型の星には、Wilson-Bappu効果と云われる現象がある。Ca(カルシューム)のK線の強い吸収線の真中が反転して輝線になっていて、その輝線の幅の対数が絶対等級で15等にわたって一定の勾配で比例しているという。勿論、グーデ分光器で高分散のスペクトルが得られる位に明るい星にしか適用できないが、高い精度で一般星野の晩期型星の絶対光度を求める格好の方法である。このWilson-Bappu効果の目盛りは、太陽とヒヤデスの4個のK0 IIIの巨星によってBlaauw (1963)の値が広くMK分類に採用されて来たが、太陽近傍の一般星野の晩期型巨星の絶対光度はそれよりも0.6等位明るいと考えられる事実がいくつかある。即ち、数千個の晩期型星をMK分類に従ってグループ分けして、AGK3の固有運動とウィルソン山系の視線速度を用いて統計視差を求めた三上孝雄 (1977)の結果は、6等より明るい星で統計視差を求めたJung (1970)、近距離星の三角視差によるLjunggrenとOja (1966)、連星の力学視差によるHodgeとWallerstein (1966)などの結果と一致しているからである。

晩期型巨星のHe(ヘリウム)が燃焼する頃の内部構造の計算は、近年多くの人々によって行われた。HR図上の位置は計算の手法などによってあまり一致していない

が、金属量が減少し、He が増加すると、絶対光度は明るく、青くなる傾向がある。

ヒヤデス星団の星の距離は非常に高い精度で求められているので、宇宙の距離尺度の較正に利用されているわけであるが、一般星野の星あるいは他の散開星団の HR 図と直接比較するには、星の金属量などの検討を要すると思われる。

### 3. 散開星団の年齢

散開星団の中には、銀河面に渦巻腕に沿って分布し、今も星が生れている年齢  $10^6$  年位の非常に若いものから、NGC 188 のようにすでに枯れて球状星団と同じように古い  $10^{10}$  年という年齢のものまである。余談であるが、銀河系には若い球状星団というものはないが、マゼラン雲には散開星団と球状星団の区別がない。銀河系では、約  $10^5 M_{\odot}$  の分子雲のふちにおできのように少しずつ星が生れて散開星団になるが、マゼラン雲では丸ごと星団になってしまうのであろう。マゼラン雲の星団は、散開星団と球状星団にわけないで、populous cluster と呼ばれる。

話をもとへもどして、散開星団を同じ年齢の星の集団と考えて、いろいろの質量の星の内部構造の進化の計算から得られる結果を、HR 図上で比較してモデル計算の結果を検証することができる。一方、他の力学的方法その他で推定した年齢と大筋で矛盾しないので、モデル計算の結果で星団の年齢を定量的に内挿することができる。

しかし、散開星団の星の数は、主系列の下の方では多いが、主系列の上の方あるいは、巨星や超巨星となると数個でおまけにその星団に所属するかどうか確言できないこともある。そこで沢山の散開星団の HR 図を重ね合わせて眺めて見ようということになる。

散開星団の HR 図は、ヒヤデス星団の距離の 100 倍以上のものまでしらべられる。HR 図の横軸はスペクトル型を採るのが原型であるが、モデル計算の結果と比較するのは星の表面の有効温度で、観測的には  $B-V$  などの色指数であらわすことが多い。縦軸についても、モデル計算の結果と比較するのは星の全輻射等級で、観測的には見かけの実視等級  $V$  であらわしておくことが多い。 $V$  と  $B-V$  で両軸をあらわしても HR 図ということもあるが、色-光度図と云いわけられることもある。

スペクトル型あるいは色指数を有効温度に対応させたり、実視絶対等級を全輻射等級になおすための全輻射補正は、星の大気モデルの計算結果を広い波長域でのエネルギー分布の観測で補って作った数表で行なうが、実は未だ満足すべき結果が得られていないと云われる。従って観測的 HR 図と理論的 HR 図の橋渡しが完全でないわけである。ここでは、観測的 HR 図について若干述べることにしたい。

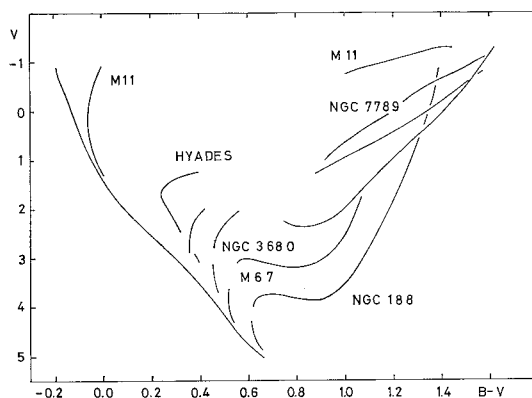


図 3 散開星団の線画にした合成 HR 図. Sandage と Eggen (1969).

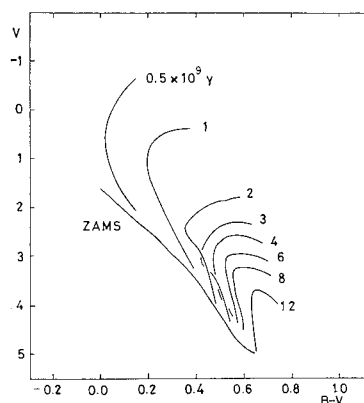


図 4 星の内部構造のモデル進化の計算から得た HR 図上の等年齢線. Iben (1966) より.

表 1 散開星団の年齢

散開星団	年 令		
	(1)	(2)	(3)
M 11	$3 \times 10^8$ 年	—	$2 \times 10^8$
ヒヤデス	$1.4 \times 10^9$	$7 \times 10^8$	$8 \times 10^8$
NGC 7789	$2.9 \times 10^9$	$9 \times 10^8$	$2 \times 10^9$
NGC 3680	$3.2 \times 10^9$	—	—
M 67	$6.0 \times 10^9$	$4 \times 10^9$	$7.5 \times 10^9$
NGC 188	$10.0 \times 10^9$	$6.4 \times 10^9$	$12 \times 10^9$

(1) Byl (1974) (2) Lindoff (1968) (3) Sandage (1963)

星団の年齢にかかわらず HR 図の上で同じ位置を占めるのは、主系列の暗い方の星である。星団の距離を独立に決めるという作業は、ヒヤデスなど至近距離のものを除いて一般に困難である。そこで個々の星団の HR 図の縦軸は見かけの実視等級  $V$  のままにしておいて、主系列がヒヤデスに重なるように上下に動かして重ねて行くという方法がとられる。主系列までの暗い星を必要とするとなると、分光観測を省略して測光観測だけで、色-光度図を描くことにもなる。

Sandage と Eggen (1969) の作った 6 個の散開星団の合成 HR 図を見ると年齢の序列がわかる。例えば Iben (1966) の  $1 \sim 3 M_{\odot}$  の 5 種類の質量の星の内部構造のモ

デル計算の結果を内挿して、等年令線を描いて、観測される主系列に重なるように理論的主系列を横に動かした HR 図から、星団の年令を読みとることが行われている。年令の推定値にかなりのばらつきがあるのは、理論的等年令線のかたちそのものと、先に述べた理論と観測の橋渡しが不完全なためである。

ヒヤデスよりも若い散開星団については、Hagen-Harris (1976) が、97 の散開星団を年令の序列に 6 つの合成 HR 図にまとめている。年令の序列をきめるものとして、主系列(ZAMS)からはがれはじめる早期星の実視絶対等級  $M_V$ 、最も青い 2 個の星の  $(U-B)$  の平均値、最も早期の 2 個の星の MK 分類のスペクトル型の平均という三種類の指標を用いている。年令推定のために比較する理論の方は、Gray (1963), Sandage (1963), Lindoff (1968) から見つかったとしているが、Gray は von Hoerner (1957) と Henyey 等 (1957) の計算、Sandage は Limber (1960) のまとめた表に基いている。Lindoff は Iben (1965, 1966, 1967) と Stothers (1966) などに基いているが上述、の橋渡しについては Schlesinger (1969) の前であるために、Byl (1974) よりも系統的に、年令が若くでている (表 1 参照)。

それは兎も角として、Hagen-Harris の合成 HR 図を眺めて見たい (図 5 参照)。I. 平均的年令  $4 \times 10^8$  年の 18 散開星団で、NGC 2264, IC 1805 などを含む。M 型の超巨星は未だない。II. 約  $10^7$  年の、h,  $\lambda$  Per など 18 個の散開星団で、主系列からのめくれ上がりは O9-B0 のスペクトル型でおこり、 $20 M_\odot$  以上の星が超巨星になっている。特徴的なことは、F, G 型超巨星は M 型超巨星より 1.5 等位明るい。大マゼラン雲の星団 NGC 1866 では、このように大きい明るさの差はない。III. 約  $2.5 \times 10^7$  年で、 $\alpha$  Per 星団など 24 個。B3-5 でめくれあ

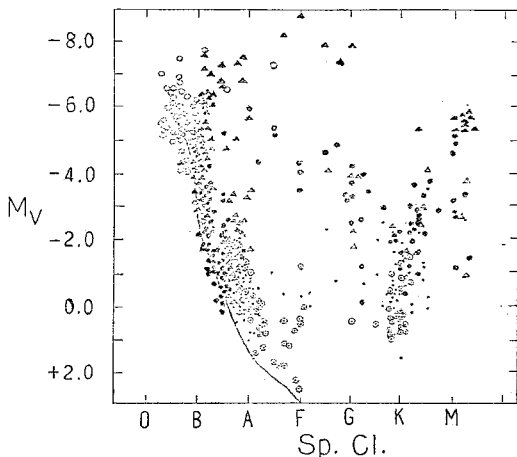


図 5 97 個の散開星団の合成 HR 図。年令別に 6 つの記号で星を表わした、Hagen-Harris (1976) より、

がって、 $6-8 M_\odot$  以上が主系列をはなれている。IV. 約  $6.3 \times 10^7$  年で、プレアデスなど 13 個。B6-7 で主系列をはなれ、III と共にセファイドを含む。V. 約  $2 \times 10^8$  年の 16 個で NGC 3532 など。B8-9 以降を主系列に残し、 $3-4 M_\odot$  以上が巨星の方へ動き出している。VI. 約  $4 \times 10^8$  年の 8 個でヒヤデスなど。A0 以降の主系列と、 $2-3 M_\odot$  以上の巨星からなる。

要するに散開星団の年令を言い当てるのに、HR 図は非常に有用であるが、理論にも観測にも未だ不十分なところがあるのも事実で、精力的な研究が進められている。

#### 4. 銀河系の構造

電波望遠鏡による中性水素ガスの観測から始まって、CO ガスの観測に基いて巨大な  $H_2$  ガス雲がごろごろしていることがわかって来た昨今では、散開星団で銀河系の構造とは時代おくれという印象を持たれる向きもあるかと思う。しかし、銀河系の外側はどの位遠くまで広がっているかという距離の決定の問題になると、散開星団の主系列をヒヤデスに重ねて距離指数を頼りにすることになる (測光学的距離)。例えば、H II 領域の水素などの再結合線のカタログを見ると、視線速度から推定した距離 (運動学的距離) が載っている。運動学的距離は、例えば IC 1795 で 3 kpc、測光学的距離の方は 1.8 kpc というようになりに異なる場合が少くない。

運動学的距離の求め方は、銀河回転の微分効果が距離によることを利用しているが、その不確かさの原因は、銀経が  $0^\circ$  から  $90^\circ$  おきに微分効果がなくなってしまうこと、銀河系の外側の銀河回転曲線は内側からの外挿に過ぎないこと、加えるに仮定した銀河回転運動に対する数  $\text{km sec}^{-1}$  の不規則運動の存在を否定できない点などである。

だからと云って、測光学的距離に問題がないわけではない。測光観測による色指数  $B-V$  は、スペクトル型から期待される値  $(B-V)_0$  より、一般に  $E(B-V)$  だけ

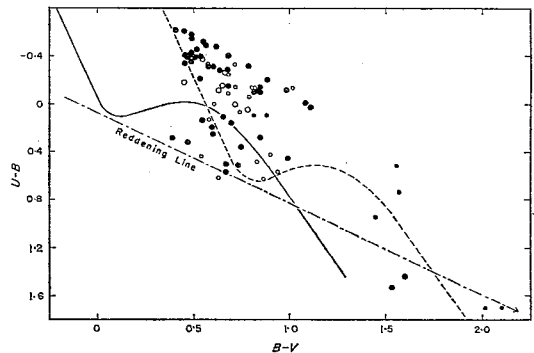


図 6 IC 1805 の二色図。それぞれの星を、一点鎖線で左上の方向に、実線と交わる場所  $(B-V)_0$  まで移動すると、波長による選択吸収  $E(B-V)$  を読みとれる。

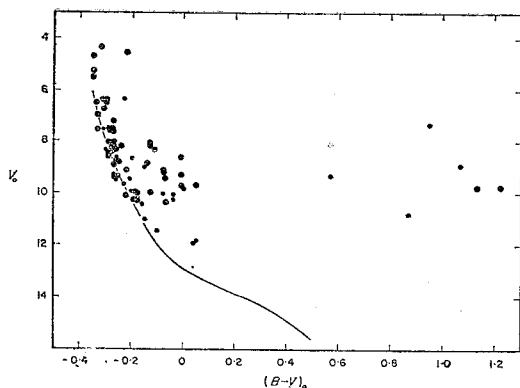


図 7 IC 1805 の HR 図. 空間吸収を補正してあるので, この図から距離指数  $m-M=11.4$  を読みとれる.

大きく即ち赤くなって, 星間空間で波長による選択吸収を受けている. この場合は見かけの実視等級  $V$  に, あらかじめ星間吸収の補正 ( $A_0=R \cdot E(B-V)$ ) を与えて,  $V_0=V-A_0$  としておかないと距離を過大に見積ってしまう.

測光観測だけで HR 図をつくらうという時は, 上記の  $(B-V)_0$  をスペクトルなしで推定することになる. その時は最低三つの波長で星の明るさを測っておく必要がある. よく用いられるのは,  $UBV$  の 3 波長で観測をして,  $U-B$  (縦軸) と  $B-V$  (横軸) の 2 つの色を定義して二色図上に点を打ち (図 6), 経験的に求められている選択吸収を受ける比率  $X=E(U-B)/E(B-V)$  に従って, 二色図上で一定勾配の左上へ向かう直線で星間吸収のない星の系列 (実線) に交わる迄見て行くとそこが  $(B-V)_0$  である. しかし, 一部の星は  $(B-V)_0$  が一意的に得られないので, 分光観測などでスペクトル型をしらべるこ

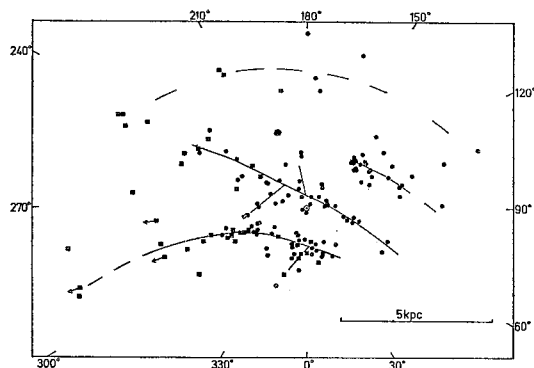


図 8  $2 \times 10^7$  年より若い散開星団の銀河面分布. 外側に銀経が示してある. Vogt と Moffat (1975) より.

とを省略できない.

可視波長域の星間吸収の一般的性質は, van de Hulst (1949) のモデル No. 15 による  $R=A_0/E(B-V)=3.05$ ,  $X=0.71$  でよく近似される. しかし, H II 領域などでは, 微小な星間塵が蒸発して,  $R=5 \sim 6$  と大きくなっているところもある. 測光学的距離の決定にとって,  $R$  (及び  $X$ ) が不確かであると大きな誤りを導入することになる.

ドイツの Bochum 大学では, チリの ESO 天文台に 61 cm の反射鏡において, 1970 年から光電観測をはじめ, とも座 ( $l \sim 240^\circ$ ) からいっかくじゅう座 ( $l \sim 210^\circ$ ) にかけて数十の散開星団の測光をして, 銀河系の外側の星の分布を明らかにしようとしている (図 8). 1960 年代に発表された中性水素による渦巻腕の地図が, いわば運動学的距離に立脚していることから, 大きく再検討を迫られている時に, 測光学的距離に基いた銀河系の地図作りは大きな意義のあることである.

## 学会だより

### 山田科学振興財団研究助成候補推薦について

ロート製菓社長山田輝郎氏からの寄金により, 今般設立された山田科学振興財団から昭和 52 年度分として, 次の三件の助成金について周知, 推薦依頼が日本天文学会宛にありましたのでお知らせ致します.

1. 研究助成: ① 趣旨 自然科学の基礎的分野における重要かつ独創的な研究, 特に学際的色彩を持つ研究に従事する個人またはグループに助成. ② 金額 総額 1 億 2 千万円, 1 件 1000 万円前後, 2000 万円以内の助成および 1 件 300 万円前後 500 万円以内の助成を併せて 10 数件. ③ 期間 原則として 1 年. ④ 助成金の贈呈 昭和 53 年 3 月の予定.

2. 招聘・派遣助成: ① 趣旨 自然科学の基礎的分野における重要かつ独創的な研究に従事する在外人または

国内邦人の個人またはグループを招聘または派遣して, 学識を交換しまたは一定期間研究を共にして関連ある研究の進展を図るような水準の高い国際的な学術交流に対し助成. ② 金額 総額 2000 万円, ③ 渡航費・滞在国内旅費・滞在費・謝礼・その他に使用ができる. ④ 本年度後半実施の分を主目的とする. ⑤ 決定次第適時贈呈.

3. 学術交流集会助成: ① 趣旨 自然科学の基礎的分野における重要かつ独創的な研究に従事する個人またはグループが講演・討論・情報の交換等を行い, 関連する研究を進展させるような学術交流集会に対し助成. ② 金額 総額 2000 万円, 但し 1 件 500 万円以内. ③ 次の費用の一部または全部: 旅費・集会費・謝礼・その他. ④ 決定次第適時贈呈.

申請用紙を御入用な方は, 上記三件のいずれかを指定の上, 学会庶務理事までお申し出下さい. なお 1. の「研究助成」の本年度分の申請については 10 月 10 日まで学会宛書類を提出して下さい. 他の二件については締切日は指定されていません.