

連星をめぐる最近の問題——	頁
I. 近接連星の分類と進化の傾向	北 村 正 利・155
II. 実視連星の統計	石 田 五 郎・158
窓——かに星雲の偏光	高 倉 達 雄・160
名著通覧(8)——統計天文学の教科書	清 水 繁・162
雑報——波長 21 cm に於ける太陽面の輝度分布, 国立科学博物館に電波望遠鏡を新設	166
月報アルバム——国立科学博物館から	167
10 月の天文暦	168

表紙写真——かに星雲は牡牛座の東端星の近くにあるひろがった銀河系内星雲である。赤フィルターを通してうつすと、写真の様につよい $H\alpha$ 輝線による、こまかいフィラメントの構造があらわれる。パローマ天文台 200 吋鏡でバーデが撮影したもの。(本号 160 頁の記事参照)

◇東京天文台見学会◇ 日本天文学会では来る 10 月 20 日(土)午後 3 時から 8 時まで、東京天文台の見学会を行います。当日は 65 視赤道儀・電波望遠鏡、観望室その他各種の資料が公開されます。天文台への交通は三郷駅南口より小田急バス利用が御便利です。

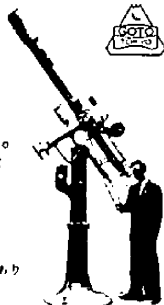
技術輸出愈々成る

初めて米国天文台に買われた

専門家用本格的

屈折天体望遠鏡

アメリカ・ロスアンゼルス
のチタン天文台のチョート氏来朝選定
により非常な信頼のもとに五聯式
天体望遠鏡 6 吋赤道儀が
本年 6 月同天文台に納入されました。
据付完了後今秋米の天文家に披露
される筈です。



☆☆☆

五聯式天体望遠鏡には

アマチュア用、学習用、専門家用の約 20 種あり
11 カタログ通見、おまけ付記のこと!!

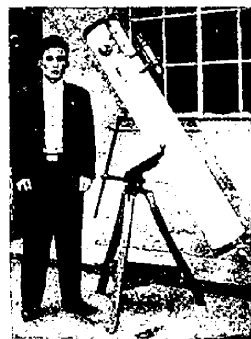
株式会社
五藤光学研究所

東京都世田谷区新町 1-115
電話 (42) 3044, 4320, 8326



カンコー天体反射望遠鏡

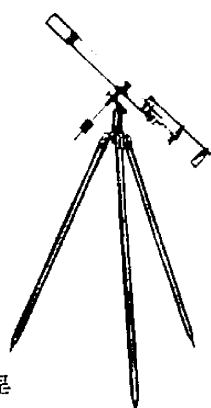
本年 9 月に火星が 16 年ぶりに大接近となります。観望の準備は今から始めて下さい。それには 16 cm 以上の望遠鏡が必要です。
☆ 経緯台、赤道儀
☆ 完成品各種
☆ 高級自作用部品
☆ 各種鏡面、アイピース
☆ 望遠鏡修理



20 cm 反射望遠鏡
(カタログ型)
(30 円 郵券)

京都 東山区 山科
關西光學工業株式會社
TEL 山科 57

2 吋・2 1/2 吋
天 體 望 遠 鏡
赤 道 儀 式

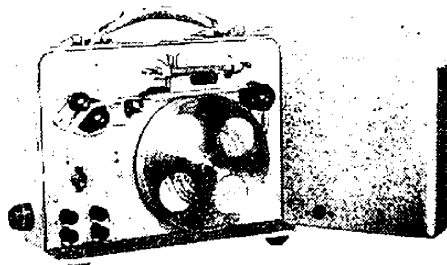


型 録 贈 呈

日本光學工業株式會社

東京都品川区大井森前町
電話 大森 (76) 2111-5, 3111-5

携帯型クロノグラフ



2 本ペン・鳥口式イリジウム管
紙送りにはフォノモーター 100V 電灯線
4.5V, 9mA 動作 重量 6kg
¥ 23,000

東京都武蔵野市境 895 株式會社 新 陽 社
製 東京 42610

連星をめぐる最近の問題

I. 近接連星の分類と進化の傾向

北 村 正 利*

二つの星が連れ合つて、互に引力で引き合いつつ、両星の共通重心の周囲をまわっているのが連星であるが、連星のうち特に両星が近接しているものを近接連星という。近接連星がどうして出来たかということはむずかしい問題である。はじめ1個であつた恒星が2つに分裂したのか、あるいは原始物質から2つの星が同時に生れたものか、その生成については現在でもまだはつきりしていないが、とにかく同じ年代をへてきた一対の星であることは確かである。しかし、連星系をつくる二星のスペクトル型や、半径、質量等の物理量をとつて見ると、どの近接連星も似たもの同志かという、必ずしもそうでない。二星の間隔の近いものは類似点が多いが、間隔がはなれたもの程類似点が少なくなる傾向がある。

ともあれ、星の進化という問題を考える場合、連星系のもついろいろな特徴は、他の星では得られないような有力な手がかりを与えるものである。最近原子核物理学の基礎の上にたち、恒星の進化を説明しようとする新しい理論が発展している。(畑中、小尾：科学、25, No. 9, 1955; 小尾：天文月報、48, No. 10, 1955) これらの理論にもとづいて、近接連星の進化を論ずる研究がつつぎつつぎに発表され、注目すべき新しい事実が明瞭になつた。以下に近接連星の二三の性質についてこれらの論文の要点を概観しよう。

* * *

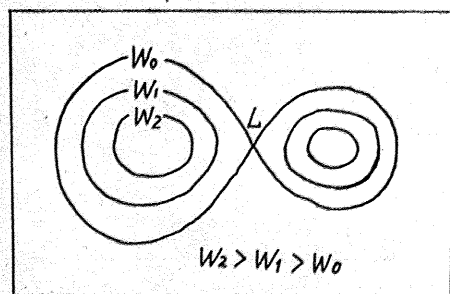
発見される近接連星は、食変光星として光度変化を示し、分光連星として視線速度を変えるので、光度曲線や速度曲線の解析から両星の質量、半径等の絶対値がわかる。このことは単独星の場合では、極く少数の例外を除いては全く不可能なことである。クカルキン、パレナゴの変光星カタログによれば、今まで約2000個の近接食連星が知られている。勿論この数字は銀河系全体に存在するこの種の星の全数に比べれば、全くとるに足らない数であろう。

従来はこれらを分類するのに、光度曲線の形状にもとづいて、アルゴール型、琴座β星型、大熊座W星型

の3種に分けていた。しかしこの分類法は外見上見られる光度曲線の形のみに着目したもので、連星を構成する主星、伴星の物理量による分類法ではなかつた。

これについて食変光星研究の大家である英国マンチェスター大学のコパール教授(Ann. d' Ap., 18, 379, 1955)は両星のスペクトル型がわかり、しかも光度曲線と視線速度曲線が得られ、その解析から質量半径等の要素が現在までに詳しく知られている64個の近接連星について、かなり突つこんだ議論を行い、それらが明らかに三種に分類され得ることを示した。その分類の主眼点は“両星の実際の広がり、質量が中心に集中したとした場合に得られる、制限三体問題の零速度曲面のどれに相当するか”という点にある。第1図に示す閉曲線の一つ一つが、取り得る近接連星の形となるわけである。図の任意の一つの閉曲線上では、回転による遠心力と、重力とによる、全ポテンシャル W の値は一定の値をとり、外側の閉曲線になる程その値は小さくなる。一番外側の曲線は L 点で連つているが、これは両星が取り得る最大の大きさである。これがいわゆるロッシュの限界である。この限界をこえると、星は二星として分離していることができずの一つになつてしまう。

ロッシュの限界値 W_0 の値は、 a, b 両星の質量と軌道半径の絶対値のみから、直ちに推定されるものであるから、両星の半径に相当する W_a, W_b の値を、この W_0 とくらべることができる。コパールの分類は、この W_a, W_b の値が W_0 とくらべて、どの程度



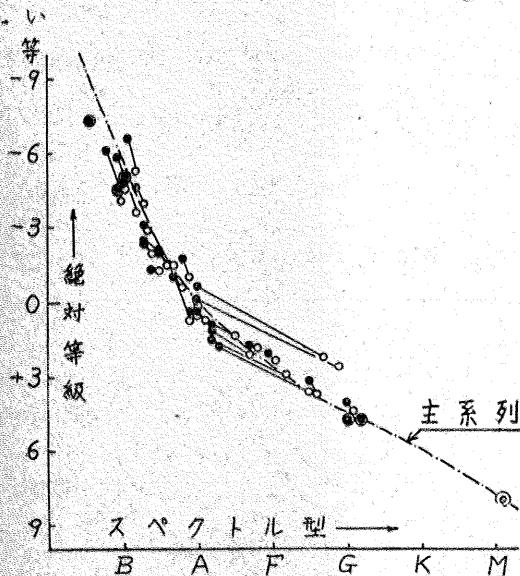
第1図 零速度曲線

* 東京天文台

の大きさをとるかによつて次の三つの群に分けるもので、各群の星の間では、物理量や進化の過程で共通したものが見出されるのである。

1. 分離近接連星 (detached system) このグループに属する近接連星では、両星の W の値はそれぞれいずれもロッシュ限界値 W_0 より大きく、従つて両星は完全に分離している。即ち $W_a = W_b > W_0$ である。又両星共主系列に属しており、通常質量光度関係等を全くよく満足している。64 個の資料の中 29 個の星がこのグループに属しているが個々の W_a, W_b の値は星によつてかなり大きな差があるにもかかわらず、一つ一つの系では a, b 両星で $W_a = W_b$ が近似的に成立しているという新しい事実が注目されている。このことは近接連星の進化の上に重要な意味を持つものであり、昔同一の天体であつたものが分裂したのではないかとする説に有利なように思える。もしそうだとすると主系列に属する両星から成る近接連星では、進化途上に於けるある時期までは、近似的に $W_a = W_b$ が成り立つことは否定できないようである。この群に属する星を二三あげると、WW Aur, Y Cyg, RX Her, U Oph 等を指摘することが出来る。

2. 準分離近接連星 (semi-detached system) このグループに属する 16 個の近接連星では、その伴星が準巨星である。主星の表面ポテンシャル W_a は、ロッシュの限界値 W_0 よりはるかに大きい、伴星では 3 個を除きいずれもその W_b がほとんど W_0 に等しい。($W_a > W_0, W_b = W_0$) このことは伴星が占め得る最大の広がりを持つていることを示しているに他ならな

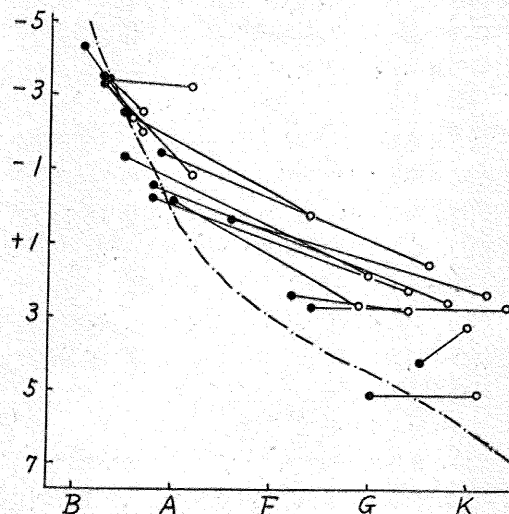


第2図 分離近接連星のH・R図、黒丸が主星 (一般に光度の大きい方をいう)、白丸が伴星。

これより前クラウフォードは、主星だけのスペクトルが知られている別の近接連星の統計から、18個の準巨星を伴星に持つ星を他に発見している。(J.A. Crawford: Ap. J. 121, 71, 1955) 彼は準巨星の進化について、一つの仮説を立てた。すなわちもともと質量の大きな主星は、その伴星よりも急速に進化し、水素含有量を減少し膨張し、その膨張がロッシュの限界値に達して以後は、空間に質量を放出し続け、やがては質量の小さな、半径の大きい準巨星型の伴星となり、最初伴星であつた方は、進化がおくれるため結局は主星となつて残る。これがコパールの分類でいえば、準分離近接連星に相当するものである。

近接連星の準巨星がいずれもロッシュの限界近くにあるという点では、コパールもクラウフォードも一致しているが、コパールの統計的結果の方が確実さがはつきりしている。一方コパールはクラウフォードの進化仮説は巧妙ではあるが二つの難点の故に信じられぬといつている。その理由の一つは、質量が主星のそれと同じ位の準巨星タイプの伴星が全く発見されてないことであり、クラウフォードの仮説をもつてすれば、質量の極めて大きいものと同じくらい、同程度の質量をもつ伴星があつてもよいはずである。その二は必ずしもロッシュの限界値に達しない伴星が、コパールの16 個中3 個 (Z Her, RS CVn, AR Lac) 存在することである。

ロッシュ限界値よりも小さい準巨星型伴星を持つ近接連星が比較的少ないことは、伴星の連続的膨張が割合急速に進行することを暗示している。この群に属するものとしては、u Her, U Sge, Z Vul, Z Her, AR Lac 等をあげることができる。

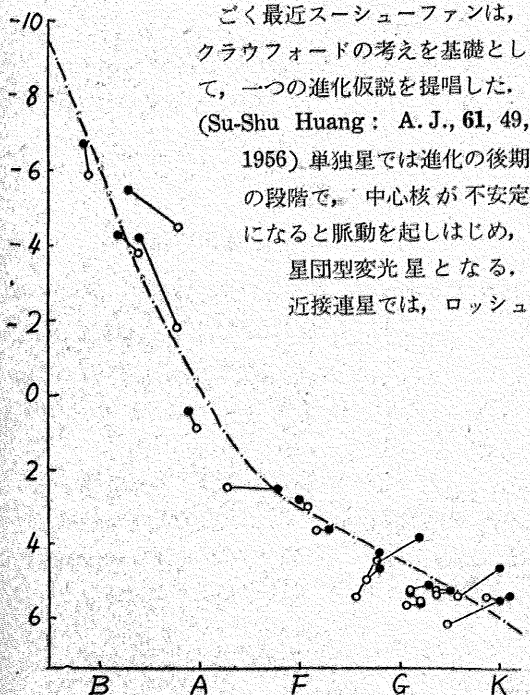


第3図 準分離近接連星のH・R図

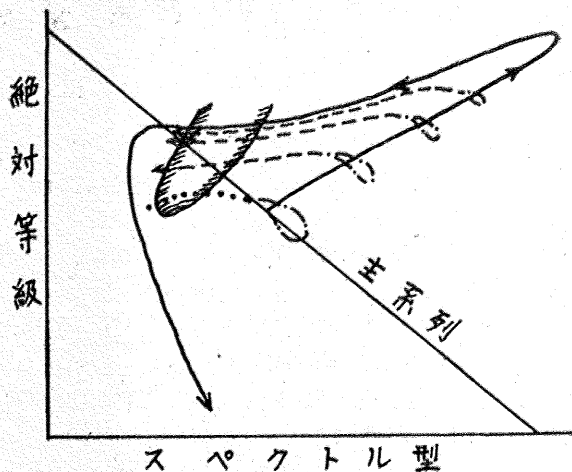
3. 接触連星(contact system)このグループに属する 19 個の星について、コパールはそのいずれもが近似的に $W_a = W_b = W_0$ の関係を満たしているため、両星が L 点において接触していることを指摘している。大熊 W 型食変光星や琴座の β 型に属するすべての星がこれである。大熊 W 型食変光星では、両星のスペクトルは共に主系列の矮星であり、かつ両スペクトル型がほとんど同じである。一般に質量の大きな星の方が、半径は大きい表面輝度は小さく、やや晩期のスペクトル型を示す。この型の近接連星では、質量と光度との間には、如何なる統計的な関係も見出すことが出来ない。一つの重要な性質として、両星の光度はほとんど等しいが、質量はほぼ 2 対 1 である。この星は両星が連続的膨張によつて、ロッシュの限界に達したものであるとする可能性もあるが、近接連星中最も多く太陽近傍に発見されるので、このような連星は比較的年令の若い一群を作っているものであるとする可能性もあるわけである。

琴座の β 星は、主星が早期タイプの接触連星であるが、この種類に属するとみなされる星は、まだ非常に少ないため、統計的にしらべることは出来ない。ただこの星は H-R 図で右の方へ著しくずれていることが特徴である。

* * *



第 4 図 接触連星の H-R 図



第 5 図 不安定星の H-R 図上における進化過程 (スー・シューファンによる)

実線は従来提唱されてきた単独星の進化過程を示す。点線および破線は、スー・シューファンによるコースで、星の膨脹期間中(主系列から図の右上に向う過程)に失われる質量の大小によつて、それぞれ違ったコースをとる。かげをつけた部分に入ると、星の中心核における不安定が始まり、脈動あるいは爆発を起す。

の限界外にはみ出た部分の質量は、空間に放散されて失われていくので、中心核が不安定の段階に達すると、脈動よりももつと激しい程度の新星の爆発の如き現象を起すというのである。しばしば見られる SS Cyg 型変光星の新星状変光はこのためである。又星の大気から質量が失われる過程が外にないとするれば、SS Cyg 型変光星と新星は、我々に見えないもう一つの星と共に、近接連星を形づくっているはずだといつている。

この際中心核の不安定段階にある連星の一方が、脈動ですむか、あるいは種々の程度の爆発を起すかは、失われる質量の程度と、両星の近接度とによる。さらに彼の説によれば、単独星の場合には、中心の不安定核の外側に大きな包被物質を持つていて、星自身の膨張をおさえている為に、内部の不安定によつて生ずる過度のエネルギーを外へ運び去ることが出来ないので脈動星となる。しかし近接連星ではロッシュの限界のため、この包被物質は非常にうすく、中心核の不安定による余分のエネルギーを空間に放出することができる。それで爆発して新星や SS Cyg 星となる。爆発によつて過度のエネルギーが失われた後は、当分又安定を保つ。この仮説によれば星団型変光星の脈動も、新星或は新星状の変光も、星の内部の不安定によつて生ずる過度のエネルギーを発散する一つ的手段と見なされるのである。

II. 実視連星の統計

石田五郎

連星系の成因については、遭遇説、分裂説、独立凝縮説があり、分光連星は分裂説により、実視連星は独立凝縮により説明するのが従来の慣例であつた。

G. P. カイパー (PASP 67, 1955, 387) は、実視連星の半長軸 a の分布の解析から、独立凝縮過程によつてすべてを統一的に説明しようとした。

原始星の内部に数個の局部的凝縮が生成し、それからその数に応じた多重連星系が形成される。三連星、四連星、……は特殊な配置にあるもの以外は不安定で崩壊し、結局安定な二連星のみが残る。原始星の直径は、天の川の輝帯にみられ星の母体と考えられている胞子の大きさ、即ち 10^5 天文単位 ≈ 0.5 パーセクをとる。

原始星が単独星で一生を終るか、連星になるかは、原始星の総角運動量の大きさで定る。直径 0.5 パーセクの原始星が現在の主系列星くらいに凝縮すると収縮率は 2×10^7 程度である。いま原始星の周縁部で円軌道速度を V_c 、現実の物質の速度を βV_c ($\beta \leq 1$) とすると、上の収縮率を考えれば、安定なためには $\beta \leq 0.0002$ 、又は $V \leq 3 \text{ cm/sec}$ でなければならない。

原始星の総角運動量を A とし、周縁部としては各座標軸の正負両側にそれぞれ直径 $1/3$ の凝縮を考える。残りの中心部の物質の A への寄与は少い。

イ) これら周縁部の 6 個の球の速度方向はランダムとする。

ロ) 速度の大きさ V は $0 < V < \beta V_c$ の間でランダムとする。

以上の二つの仮定を採ると、ある値の速度ベクトル V は分布の方向一様なので、ベクトルの先端は半径 V の球面上に一樣に分布する。これを例えば x 軸

上に投影し、速度の x 軸成分 V_x の分布を求めると、 $V_x \rightarrow V_x + \Delta V_x$ の分布密度は、球面の内 $V_x, V_x + \Delta V_x$ の区間内にはさまれる環状の面積 $2\pi V \cdot \Delta V_x$ に比例し、即ち V_x は $-V \rightarrow +V$ の間に一樣に分布することになる。次に速度の大きさは $0 \rightarrow \beta V_c$ の間に一樣に分布するので、速度 V で速度成分 V_x であるものの分布密度は $1/V$ に比例し、任意の速度成分 V_x の分布密度はこれを V について積分したもので

$$f(V_x) = \frac{1}{\beta V_c} \ln \frac{\beta V_c}{V_x} \quad (0 < V_x < \beta V_c) \quad (1)$$

の形にかくことが出来る。

次に 6 個の球の各々角運動量 A_x, A_y, A_z への寄与は、例えば、正 x の球は A_x へは 0 、 A_y へは $(V \times \frac{2}{3} R \times M_E)$ 、 A_z へは $(V_x \times \frac{2}{3} R \times M_E)$ である。 R は M_E の半径、 M_E は小球の質量即ち $\frac{1}{27} M_\odot$ である。 A_x, A_y, A_z はそれぞれ 4 個の小球の寄与をうけ、全部で 12 個の寄与の仕方があり、 A の分布にはこれらのすべて独立量として加えられるので、分布形はガウス型に近づく。

分布形 (1) の標準偏差 $\sigma' = \frac{1}{3} \beta V_c$ に対して、 A_x の分布の標準偏差は $(\frac{2}{3} R \times M_E \times \frac{1}{3} \beta V_c)$ 、 A に関する標準偏差 σ は

$$\sigma \cong \frac{1}{30} R M \beta V_c = \frac{1}{30} \beta M (GMR)^{\frac{1}{2}} \quad (2)$$

総角運動量 A の分布は

$$\varphi(A) = \frac{4 h^3}{\sqrt{\pi}} A^2 e^{-h^2 A^2} \quad \left(h^2 = \frac{2}{2\sigma^2}\right) \quad (3)$$

A の期待値は

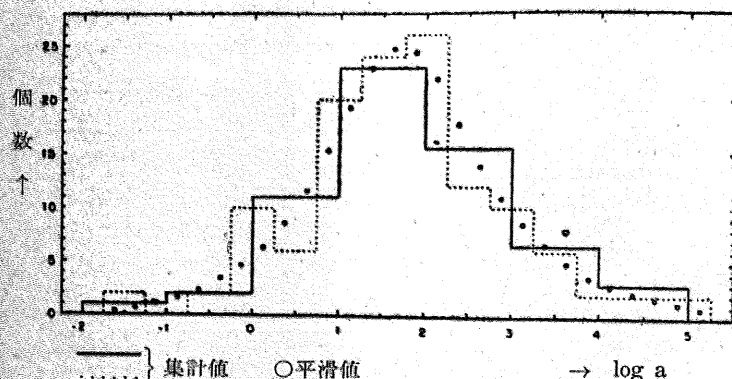
$$A_P = h^{-1} = \sigma \sqrt{2} \cong \frac{1}{20} \beta M (GMR)^{\frac{1}{2}} \quad (4)$$

二体が等質量の連星で、軌道半径 a の時、角運動量は、 $\frac{1}{4} M (G M a)^{\frac{1}{2}}$ で、 a の期待値 $a_P = 0.04 \beta^2 R$ 、 $2R = 10^5 \text{ AU}$ とすると $a_P = 2000 \beta^2$ になる。

(3) 式は変換によつて a についての分布函数を与える。

$$F(\ln a) d(\ln a) = \varphi(A) dA, \\ d \ln a = da/a = 2dA/A \quad (5)$$

$$\therefore F(\ln a) = \frac{1}{2} A \varphi(A) \\ = \frac{1}{\sqrt{\pi}} x^3 e^{-x^2} \quad (6)$$



第 1 図 実視連星の $\log a$ の分布 (G. カイパー)

* 東大理、天文学教室

但し $x = hA = \alpha (a/a_1)^{\frac{1}{2}}$ である。 $a_1 = 1 \text{ AU}$, $\beta = 0.1$ とすると $\alpha = 0.24$ となる。

β の値の変化は分布の極大値をかえるだけで、標準偏差に関係はない。カイパーは以前 (Ap. J. 95, 1942, 209) 太陽近傍星の研究で、実視連星の $\log a$ の分布として第 1 図の結果を得た。曲線の形はガウス型によく似ている。この材料から β の値を決め、(6) 式に従って計算値を出したが、両者はよく似ている。

このように独立凝縮の過程から実視連星の軌道半径の分布の現状を説明したのであるが、近接連星との関連、連星形成後の進化の問題、多重連星軌道の安定の問題など議論の余地は大に残されている。

* * *

ストラスプール天文台の P. ミュラー (Bull. Astr. 18, 1954, 59) は 1946 年来、自製の二重像測光計を、ストラスプール天文台、及びピク・デュ・ミディ天文台の赤道儀にとりつけ実視連星の光度差 Δm を測定した。観測は 315 対に及びその観測精度は 0.04~0.07 等である。ところがこの Δm の分布を集計してみると、単独星の母集団から任意に 2 個えらんで来たときの両者の等級差 Δm の分布と同じ形になつた。これは遭遇説にしろ、独立凝縮説にしろ、連星の両星は生成の際には、少くとも光度等級の点に関しては、単独星と同じく全く互いに独立な状態におかれていることを意味するものである。集計の結果は第 1 表である。セレクト

第 1 表 ミュラーの光度差の観測

光度差 Δm	極限等級 m_B の伴星の数				
	$m_B < 7$ 等	< 7.5	< 8	< 8.5	全体
0.00-0.19等	22	40	56	60	60
.20-.39	14	23	36	42	43
.40-.59	9	14	22	25	25
.60-.79	16	12	22	28	28
.80-.99	11	15	19	28	29
1.00-1.19	5	13	15	18	19
1.20-1.39	7	11	14	18	19
1.40-1.59	3	7	9	13	16
1.60-1.79	4	6	8	10	10
1.80-1.99	2	3	6	6	7

ションの影響は、明るい星だけを扱うとき顕著にあらわれ、 Δm が大きくなるにつれて数が急激に減少する。しかし伴星の光度 (8 等まで) ではこの傾向はへる。

H. ミヌールの星のカウントの結果をみると、単独星の各実視等級 m の星の数を $N(m)$ 個とすると、観測を $\log N(m) = a + b m$ の一次式で近似して

$$\log N(m) = 0.711 + 0.508 m \quad (7)$$

となる。 m の或る値 m_0 で $N(m)=1$ となるとすると

$N(m_0 + p) = r^p$ 但し $r = \text{antilog } [0.508] = 3.221$
任意に二つをとり、その光度差 Δm を得る確率は

$$\phi'(\Delta m) = \sum r^p \cdot r^{p+\Delta m} = \sum r^{2p+\Delta m} \quad (8)$$

に比例する。

主星の光度 m_A 、に対して光度差 Δm をもつ伴星の数は第 2 表のようにかけられる。表の各列の諸項はそれ

第 2 表 $m_B = m_A + \Delta m$ の星の数

m_A	Δm	0	1	2		q
m_0		1	r	r^2		r^q
m_0+1		r^2	r^3	r^4		r^{2+q}
m_0+2		r^4	r^5	r^6		r^{4+q}
.....						
m_0+p		r^{2p}	r^{2p+1}	r^{2p+2}		r^{2p+q}

ぞれその左の列の対応項に r を乗じたものであるから、 m_A を無限に暗い星までとり得る場合には (8) 式の如く

$$\phi'(\Delta m) = A r^{\Delta m} \quad (9)$$

となる。しかし伴星の光度 $m_B = m_A + \Delta m$ の値はある有限の極限 m_1 までしかとらないときには、第 2 表の各項の内、 m_1 の値できまる一つの対角線の左上の項だけしか集計しない。即ち

$$\begin{aligned} \phi'(\Delta m) &= r^{\Delta m} \sum_{m_0}^{m_1 - m_0 - \Delta m} r^{2p} \\ &= \frac{r^{2(m_1 - m_0) + 2 - \Delta m} - r^{\Delta m}}{r^2 - 1} \quad (10) \end{aligned}$$

の形になる。この場合 $m_1 - m_0$ は 5.5 等であり、 Δm の範囲は 2 等をこえないので (10) 式の右辺の分子の第 2 項は第 1 項に対して無視することが出来る。

結局分布函数 $\phi'(\Delta m) = B r^{-\Delta m}$ (11) を得る。第 1 表の $m_B < 8$ にあわせて (11) 式の係数 β をきめると $\log N(\Delta m) = 1.739 - 0.508 \Delta m$ (12) となる。これから出した計算値 N_c とミュラーの観測値 N_0 との比較は第 3 表で $O - C$ も小さくよく一致した結果を得る。

第 3 表 Δm の分布の $O - C$

Δm の区間	N_0	N_c	$C - O / \sqrt{N_c}$
0.00-.19	56	49.1	+1.0
.20-.39	36	38.8	-0.4
.40-.59	22	30.7	-1.6
.60-.79	22	24.3	-0.5
.80-.99	19	19.3	-0.1
1.00-1.19	15	15.2	-0.1
1.20-1.39	14	12.1	+0.5
1.40-1.59	9	9.5	-0.2
1.60-1.79	8	7.6	+0.1
1.80-1.99	6	6.0	0.0

(166 頁へ続く)



かに星雲の偏光

かに星雲は今から約 900 年前に爆発した超新星のなれの果であると考えられている。この星雲には輝線スペクトルを示すフィラメント状の殻（表紙写真参照）と、連続スペクトルを示す無定形ガス状の部分（第 1～3 図）とがあるが、後者の光が偏光していることをソ連のドンブロフスキー（Doklad. Akad. Nauk, 94, 1021, 1954）が 1953 年に始めて測定した（本誌 48, 87, 1955 参照）。最近オランダでオールトとワラベンがさらに詳細に偏光の測定を行い、ウェスターハウットの波長 22 cm の電波の偏波観測及びバーデが 200 時鏡でボラロイドを使い写した写真と共に B. A. N., 12, 285, 1956 に発表しているのです。これらについて紹介しよう。

1. 偏光の観測

オールト等の観測は、ライデンの 13 吋望遠鏡でボラロイドを使い光電観測を行っているが、色フィルターは使用していない（故にフィラメントからの輝線中 N_{12} の線等が数パーセントは混つている）。測定された偏光度、偏光方向の分布を第 1, 2 図に示した（但し星雲の写真はバーデが 100 吋鏡で 1938 年に写したものの）。図は上が北、左が東で、左上の円は使用した絞りの大きさを示している。図よりわかる通り、主な偏光方向は 160° の方向で、絞りを狭くする方が偏光度が大きく観測される。直径 0.5 の絞りを使用した時（第 2 図）では最高 34% もの偏光を示す所がある。直径 1' を使った時（第 1 図）では最高 26% である。もしもつと狭い範囲を観測出来れば、100% に近い偏光を示す所もあるのではないと思われる。

ボラロイドを使用しない時、及びいろいろの偏光方向で光度の分布をも測っているが、これとバルトライン（Obs. 74, 120, 1954）が波長 1.4 m で測った電波の分布を較べると、電波の出ている範囲の方が約 2 倍広い。なおシーガーが 1955 年 11 月 3 日と 30 日に、かに星雲の掩蔽を利用して電波と光の強度分布を比較測定したそうであるが、電波の分布は、光の分布を中心からの距離のみ 1.69 倍したものと大体同じになるということである。

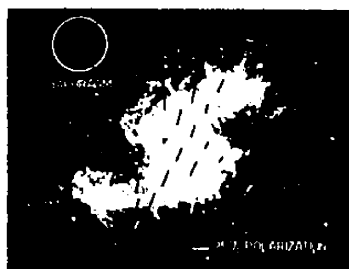
2. 表面光度、形状の変化

バーデは 1942～43 年に、光速の $1/10$ ぐらいで非常に速く動く、明るく細長い雲状の光のさざめき（リップル）を観測した（未発表）。これは三カ月に一回位の割合で、中心星かと思われる二重星の北西方 $7''$ 以上はなれた処に生じ、北西方向に移動しながら北西 $10''$ ぐらいの所で消えていくのを観測している。星雲の変化の観測はこのほか 1913～1921 年頃ランブランドによつて行われたが、このような急な変化については述べていない。1899 年にリック天文台のクロスリフレクト鏡でとつた写真と、バーデが 1942 年にウィルソン山の 100 吋鏡でとつた写真を比較してみると、星雲のいろいろな場所で著しい変化がみられるが、これは部分的な形や明るさの変化で、全体の形は変つていない。これらは皆無定形のガス状の部分の変化であり、フィラメントの部分の急な変化は認められない。この他 1921～1955 年間にウィルソン山、パロマーその他でとられた沢山の写真を比較して、近い将来もつと数量的に形や明るさの変化を求めようと計画している由で、その結果が待たれる。

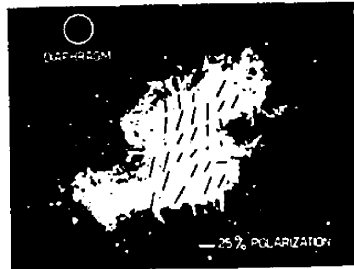
上述のバーデが見つけた速く動く光のさざめきが、超新星の残りから時々爆発的に飛出して来るものならば、中心星と思われている二重星の片方に時々大きなフレアーが観測されるべきであるが、今までのところ観測されていない。故にこの星は超新星の残りではなくて、この外にいつもは見えない残骸があり、時々爆発して、その時だけかすかに光る星が見つかる可能性があるとオールトはいつている。

3. かに星雲の光及び電波の射撃機構

1953 年にソ連のシュクロフスキー（Doklad. Akad. Nauk, 90, 983, 1953）が出した説によれば、かに星雲の光の連続スペクトル及び電波は、宇宙線程度



第 1 図



第 2 図

の高エネルギーを持った電子が、フィラメント状の殻 (1100 km/s の速さで拡がりつつある) にあると思われる 10^{-4} ガウスの磁場の中で曲げられることによる制動輻射で説明されるという。これが先に述べた如くドンプロブスキーの 1954 年の偏光観測により裏づけられたわけである。この制動輻射はシェヴィンガー (Phy. Rev. 75, 1912, 1949) 等により計算されたもので、高エネルギーの電子が磁場等により加速を受けた場合に輻射される電磁波である (本誌 48, 87, 1955 参照)。この理論によれば、電子エネルギーが大で磁場が強いほど、波長の短い電磁波が能率よく輻射されるので、光の領域を輻射するには $10^{11} \sim 10^{12}$ 電子ボルトの電子 (宇宙線に匹敵するもの)、電波領域を輻射するには、 $10^5 \sim 10^6$ 電子ボルトの電子が必要である。また輻射によつてエネルギーの失われていく割合は、磁場が強くとエネルギーが大きい程大である。これ等のことから超新星の爆発以来 900 年間に作られてきた電子の総数、及び全エネルギーを計算すると、例えば太陽位の中心星が原子核反応で全部燃え切つた時に出す全エネルギーの一万分の一となる。この割合は少々大きすぎるように思われる。

4. 磁 場

今までの計算では磁場の強さを大体 10^{-3} ガウス前後としている。この理由として、もしより弱いとすれば、高エネルギー粒子がどんどん逃げ出してしまうことになり、又もし 3×10^{-3} ガウスより強いと、光を出すような高エネルギー電子の寿命が短くなりすぎ (3×10^{-3} ガウスで 34 年)、6 光年もの拡がりを持った星雲を充分満たす前にエネルギーを失つてしまう。そこで 10^{-3} ガウス位が妥当であるが、この磁場で光を出す電子の寿命は 180 年であるから、現在光を出している電子は、超新星の爆発の時に生じたものではなくて、この 180 年以内に超新星の残骸から飛出して来たか、又は何等かの方法で加速されて生じたとせねばならない。先に述べたバーデの高速の光のさざめきの観測はこのことを裏付けている。

バーデが 200 吋鏡にポラロイドを使つて写した写真より推定された磁場の分布を第 3 図に示してある。磁場の成因については、チャンドラセカールからオールドへの手紙で「超新星となつた星が安定の限界にあつた時は、星の磁場のエネルギーが重力のエネルギーと釣り合つていた。このような星で太陽ぐらいの大きさのものが爆発して、半径 1 パーセクの球にひろがつたとすると、磁場の強さは平均して大体 10^{-3} ガウスとなる」と述べているそうである。磁場はフィラメント状



第 3 図

の殻にくっついて、これと共に 10^3 km/s ぐらいの速さでひろがっているらしい。その理由は、フィラメントの部分にくらべて、無定形の部分は 100 倍ぐらい速いのに、この両者の大きさが大体同じでしかも第 3 図を表紙写真と比較すれば、フィラメントの走り方と磁場の方向とがある程度合っているからである。

上述のように電波も制動輻射によるものならば、偏波が観測されるはずだが、ウェスターハウトの波長 22 cm の観測では、もしあるとしても 1% 以下という結果である。しかしこれはアンテナの指向性が広いために、星雲の各部分よりのいろいろの偏波を一度に観測していることと、フェラデー回転により波長 22 cm では、星雲を出るまでに偏波面が数回回転する可能性があり、まわり方が場所により異なることより、1% 以上の偏波は望めない。

5. 宇宙線の源

先に述べたように、星雲の中心から離れるにつれて電波と光の強度比が大きくなつて来るが、この増え方は中心より 1.5 までは、磁場の減少に比例して電子密度も減少していると考えれば説明出来るが、これより外では高エネルギー電子が低エネルギー電子にくらべて、減り方が急でないと説明出来ない。このことは外側より高エネルギーのものが逃げ出していることを示すのではないか、そしてこれが宇宙線の源となつているのであろう。かに星雲で作られる高エネルギー粒子は、いつかは飛出して行くと考え、このような超新星が数百年に一回ぐらいの割合で爆発すれば、大体現在の銀河系中にふくまれていると思われる全宇宙線のエネルギーを保つことが出来る。

なおラジオ星である M87 星雲のジェットの部分があり、やはり偏光しているということをバーデが最近確めている (本誌前号雜報参照)。

(高倉達雄——東京天文台)

統計天文学の教科書

清水 彊*

統計天文学 (Statistical astronomy) を文字通りにとると、統計的方法が利用される天文学の諸分野の事項を、すべて包含してしまうことになる。しかし、普通にはもつと狭い意味に解し、統計的方法が特に重要な役割を演じてきた恒星系の構造、組織、運動、力学などの諸項目を一括して、統計天文学または恒星統計学 (Stellar statistics) と呼んでいる。

論文やパンフレット類はともかく、天文単行本として始めてこのような標題を掲げたものは、1937年に現われたフォン・パーレンの「恒星統計学教科書」と、1954年に出たトランプラー・ウィーバーの「統計天文学」とであろう。従つて上記のような諸項目が、恒星統計学または天文統計学として一括され、天文学の1部門らしい名称を獲得するようになってからの日がなお浅いわけである。試みに、1926年に現われたラッセル他2氏の「天文学」を繙いてみても、統計天文学に関連した事柄はかなりのスペースをもつて取扱われてはいるが、「天文の諸部門」という項の中には、実地天文学、位置天文学、天体力学、天体物理学、宇宙進化論、記述天文学、航海天文学の部門が挙げられているだけである。

統計天文学に関連した著書といえば、筆者の目にふれたところでも1912年に出たキャンベルの「星の運動」以後、今日まで十五、六冊以上にもなるであろうか、これらのうちから、どれか1冊を名著として選び出せとなると、ちよつと困つてしまう。書かれた時代という大きい要素のほかに、それぞれの内容がある限られた対象についての観測事実、あるいは統計力学的な理論、さらにまた統計天文学一般などと、重点のおき方にかなりの差違があるからである。それ故、筆者に課せられた名著めぐりの案内人としての責は、統計天文学教科書の瞥見ということでのがれさせて戴きたいと思う。

統計天文学の教科書としては、まずエディントンの「恒星運動と宇宙構造」をも、その中に挙げるべきかもしれない。しかし、1914年の著作であるという点で一応考慮外におくことにすれば、フォン・パーレン

の「恒星統計学教科書」(1937年)、スマートの「恒星力学」(1938年)およびトランプラー・ウィーバーの「統計天文学」(1953年)の3冊であろうか。

天文学の他の部門では、それぞれの一般的教科書に事欠くという状態は殆ど起らなかったように思われる。しかし、統計天文学については、エディントン以後はほぼ時を同じくしてフォン・パーレンとスマートの両著が相ついで現われるまでは、この部門全体の教科書が長い間欠けたままであつた。従つてフォン・パーレンの言のように、「統計天文学は将来この専門家を志す学生にとつても、また専門外の職業天文学者にとつても、今日(1937年)最も近き難いものの一つである。この遺憾な原因の幾分かは、実際的方法の難かしさと、互に関連がなく、あるいは互に矛盾した観測事実間の見透し難い混乱(これが統計天文学の1つの特徴でもある)とによるが、しかし原因の大部分はこの迷宮の中で方向を明示することのできる教科書がないことに帰せられる」という状態にあつたわけである。

統計天文学の教科書が長い間現われなかつた一つの理由は、この分野についてのわれわれの知識が絶えず変動し、しかも急速に拡大されつつあつたために、少くとも恒星系の構造に関する見解がある程度安定するまで、系統的な記述を待たざるをえないとの事情にもよつたのであろう。しかし、このような状態においてこそ、迷宮の中に方向を明示する教科書が特に要望されていたことは疑いない。この要望は、しかし1937-8年に至つて漸く満たされたというわけである。さて前おきはこの位にして、次に3つの教科書についてそれぞれの内容にふれてみよう。

フォン・パーレン：恒星統計学

これは900頁をこえる大部な書物であり、4部13章からなつている。第I部の2章は「数理統計学の基礎理論」であるが、主としてシャーリュが展開した一般的な分布函数の懇切な解説に当てられている。与えられた分布を、幾つかの正規分布として分解する問題、見掛分布に対するエディントンの補正、その他統計処理上の二・三の事項が、各章への追加として附加

* 地理調査所

えられている。シャーリエの一般分布函数は、正規分布函数とその逐次導函数よりなる級数で表わされるA型と、ポアソン分布函数とその逐次導函数よりなる級数のB型の2種類に大別できる。普通の場合多く現われるのは、A型、B型の特別の場合である正規分布およびポアソン分布であつて、B型級数は統計天文学に殆ど登場していない。しかし、根源誤差の概念に基づいて一般的な分布函数を導くとなると、理論的には同時に取扱わざるをえないであろう。分布函数といえは、ピアソン流儀の導き方もあり、従つてそれに対応した幾つかの分布函数の型もあるがこれらには全く触れていない。推計学的処理については、本書ではただ第2章の追加項目「恒星の見掛分布に対する偶然性の判定」内にその片鱗が窺われるだけである。

第II部は「観測資料とその統計的処理」であつて、「恒星の位置と運動」「光度」「色とスペクトル型」「視差」および「恒星統計的資料の総括」がそれぞれの章に分けられており、計5章となつている。いうまでもなく、統計の理論はある仮定の上に築かれたものであるから、その仮定が許されうる統計資料を用いない限り、得られた結果は正しくはない。故に統計の真の難かしさは、客観的な数理統計理論にあるのではなく、かえつて主観的な判断に影響され易い観測資料にあるのである（これについて推計学が種々の客観的検定法を用意しようになつたが、主観的な判定が先行するという本質には変りはない）。それ故、いろいろの観測資料がどのような原理で測定され、どのような誤差を生ずるかを知つておくことは大切なことである。ところで恒星統計などに用いられるいわゆる観測資料は、多くの場合生の観測値ではなく、それ自体複雑な種々の統計的処理を行つた後の結果にはほかならないから、かかる内容をも併せて理解しておくことが重要となる。このような観点から、第II部に述べられている観測資料についての概論を眺めると、必要事項が比較的良好に纏められているといえよう。とくに光度スケールや統計視差の系統的誤差についての詳しい解説は、それらが恒星の空間分布を求める場合、結果に著しい影響を及ぼすものであるだけに、当を得たものと思われる。第II部は今日においても、なお概念をうるのに有益であり、これを足掛りとして、その後の15年間を補足し、あるいは各時代の個々の文献にあたふことは比較的容易なことであろう。以上の第I、II部が本書の序論であるが、このため既に全頁数の4割弱（第II部だけで2.5割）が費やされている。

さて、第III部の「空間分布」は、それぞれ「恒星の空間分布」「異なるスペクトル型星の空間分布」「星団と銀河雲」および「銀河系外星雲」の4章よりなり、この部分に本書の1/3が割り当てられている。最後の第IV部は「恒星運動と恒星系の力学」であつて3章よりなり、それぞれ「太陽運動と星流」「恒星運動の新研究」および「恒星系の力学」に分けられている。これらの本論には、統計天文学全般に亘る当時までの知識が、研究の方法論結果論のいずれにもあまり偏らないで、そしてまた各事項への記述の比重もまずは妥当と思われる程度に、比較的良好に記述されているといえる。本書を通じてのいき方は、適当に細分された事項毎に、重要な論文を歴史的発展の順序に従つて個別的に取上げ、これらの内容をなるべく詳しく紹介することによつて、その分野の知識を系統付けようとするにあるようである。そして進展方向の予測し難い最近の研究については、「互に関連がなくあるいは互に矛盾する」いろいろの結果が、観測資料と研究方法とともに明示されて、相互の違いが比較されている。「観測事実間の見透しのつかない混乱」が統計天文学の一つの姿であり、論理的な体系を記述することが困難であるとするれば、本書のようないき方も教科書としての適切な一つのあり方であろう。ただし、本書は冗長にすぎ、なお圧縮の余地があるとの見解もありうるであろう。その反面歴史的に重要な論文は、原著を参照する必要がある程度に詳しく紹介されているという利点もある。要するに、当時までの統計天文学を概観するには本書が好適であるといえるであろう。

× × ×

ところでその後今日に至るまで、最近15年間の進歩にはかなり目覚ましいものがある。当時直面していた多くの観測事実間の矛盾は、恐らく星間物質の本質が不明であるため、銀河系の細部構造の把握が困難であつたこと、また銀河系を表わす適当な力学的モデルが見出せなかつたことに帰せられるであろう。その後、これらの方面に向けられた観測的あるいは理論的な研究は、ある程度これらの矛盾を解消せしめたけれども、一方では従来の観念を再吟味せざるをえない状態に立到らしめた。例えば、ラジオ天文学の登場によつて銀河系の内部構造が次第に明るみに出されようとしており、またバーデの観測技術によつてもたらされた恒星集団の2種族、星団型変光星に基づく距離尺度の改訂などが、恒星系の内部組織、星雲宇宙の構成の問題に、全面的な変革をひき起したことは周知の通りで

ある。恒星系の力学については、その後チャンドラセカールの「恒星力学の原理」(1942年)、フォン・パーレンの「恒星系の力学入門」(1946年)が出版され、これらによつて第IV部に述べられたよりも、一般的な恒星系についての定常および非定常の理論、非定常の場合に関連した恒星系の渦状構造の理論、さらに恒星系の緩衝時間の理論などを学ぶことができる。しかしこの後においても、力学系の揺ぎ、摩擦、確率過程などの理論が現われてきている。いずれにしても、最近15カ年間の発展には目覚ましいものがあり、恐らくこれらを取纏めて本書の続編が作られるとすれば、やはりまた老大なものとなることであろう。

スマート：恒星力学

この書物の標題はいわゆる恒星力学のみを指しているのではなく、恒星の運動学、空間分布をも含めた広い意味での恒星系力学である。従つて、当時の統計天文学一般（ただし銀河系外星雲に関する事柄は除外）についての解析的方法論を取扱つたとみる方が適當であろう。全文は400余頁であるからフォン・パーレンの著書の約半分であるが、上述のように方法論が主体であつて、結果論については特別の場合のほかは、通り一遍というところである。

内容は序論をも含めて14章に分けられている。まず第1章の序論は、光度、視差といった類の術語についての簡単な解説のほか、見掛分布に対するエディントンの補正が述べられている。第2章から第5章に至る部分は、銀河回転を無視した恒星運動に当てられており、「一星流」「太陽運動」「二星流」「速度楕円体説」の各章からなつている。フォン・パーレンは、原著を紹介しつつ概念を展開させるといふ態度、例えば星流説にはエディントン、速度楕円体説にはシュバルツシルドというふうであつたのに対し、本書ではより一般的な考察を行い、解析的な体系として取扱おうというやり方である。従つて論理は数学的に割り切れており、著者独特の簡明な記述と相まつて、内容は極めて明快である。これが本書を通じての特色といえよう。

第6章の「恒星運動から誘導した統計視差」は、次の2章に対する準備となるべきものであり、統計視差とこれに要する補正についての数式を導いている。第7章は「固有運動から導いた恒星の空間分布」であつて、恒星の空間分布に対し簡単な函数、いわゆる空間分布法則を仮定して、その任意常数を固有運動の分布

函数から導こうという問題の取扱い方を示している。また第8章の「恒星統計の一般定理」は、空間分布法則を積分方程式の解として求めるいわゆる恒星統計の基本問題に関連した事柄である。両章とも全く解析的な取扱いであるから、疑念をさしはさむ余地がなさそうにみえる。しかし、各種の分布函数特に空間分布函数を、簡単な函数形が表わし難いことは既に明らかであるから、このような仮定に従う解析的处理方法は、今日では殆ど用いられてはいない。第9章の「星団」では、運動星団に関する運動学的な事柄と球状星団内の力学とを取扱つており、物理的な性質には極めて簡単に触れているだけである。

第10章以下の3章「恒星系の力学」「銀河回転」「銀河系の力学」はいわゆる恒星力学にあたる部分である。「恒星系の力学」の章は主として1920年頃までのエディントンとジーンズの研究を骨格とするものであり（フォン・パーレンにはエディントンの力学的理論が殆ど載せられていない）、チャンドラセカールの銀河回転と速度楕円体に関する一般理論は、本章の概念を拡張したものともみることができる。「銀河回転」と「銀河系力学」はオールトの理論を基調として系統的に記述したもの、従つてリンドブラードの恒星系力学に関する多くの研究については、銀河回転と速度楕円体との関係を与えるもの以外には示されていない。

以上要するに、当時までの統計天文学の方法論や恒星系力学を、数学的な体系として理解するには、本書はまことに好適な指導書であろう。しかし既述のような観測事実間の混乱は、方法の理論にあるというより、観測資料がその母集団からの一組の標本とみなしうるか、またみなしうとしてもその分布が仮定された解析函数で現わしうるか、などの吟味によつてある程度整理せられるように思われる。本書ではしばしば最終的な数値結果が与えられているだけで、それらに至る過程は二星流、速度楕円体の常数決定、銀河系の質量決定などの場合のほかは殆ど示されていない。従つて統計天文学一般に対する教科書とするには、偏つているといえるかもしれない。

トランプラー・ウィーバー：統計天文学

本書はトランプラーがカリフォルニア大学で行つてきた講義を纏めたもので、統計天文学書としては最も新しい。600余頁のかんりの大冊で6部27章からなつている。本書には、恒星の運動や空間分布についての研究方法論が、後述の如き銀河系分布函数を求める

という立場から展開されており、従つて恒星系力学はこれと関連的にしか取扱われていないように思われる。

第Ⅰ部は「統計理論の原理」で8章よりなり、本書の4割弱を占めている。分布函数に関する始めの3章は、ふつうの数理統計書にある程度の事柄である。第4章は、恒星統計の基本式などに出くわす積分方程式について、幾つかの解法を示したもので、また第5章は見掛分布への補正に関連した問題であるが、いずれもスマートの著書より一般化された立入つた考案がなされている。第6章から第8章までが推計論の紹介であるが、これは最近わが国でも多く見受ける推計学書のどれにでも見出される基本的な事柄の解説である。

第Ⅱ部は「銀河系の統計的記述、一般的解析」となつていて、3章があらわされている。銀河系の現状を知ること、統計的にはその構成メンバーである恒星の全体についての分布函数を明らかにすることであり（ただし星間物質は単に恒星の光を吸収する因子^{ファクター}であると考えておく）、各恒星を特徴づけるものは、位置および速度の3成分と絶対光度、スペクトル型の8つの量とみなしうるから、結局これらを確率変数とする8重分布函数即ち銀河系分布函数を求めることに帰する。以下本書で取扱う問題は、いずれもこの部分解を求めることに相当するわけであるから、それらの各々の場合がどのような制限に支配されているかを、数学的に形式付けて、問題の範囲を明確化しようというわけである。この際現在利用できる観測資料が問題となるが、これについては10個の観測量（銀経・銀緯・見掛光度・色指数・スペクトル型・分光絶対光度・視線速度・固有運動の2成分・視差）についての簡単な解説と、高々数行の註記をもつて各種恒星型録名が列挙されているにすぎない。

第Ⅲ部の7章は「太陽近傍の恒星運動」である。ここでいう太陽運動は、10個の観測量を適当に処理することにより、恒星運動が一般的に推論できる範囲を意味し、これは太陽を中心とする半径約250パーセクの空間にあたる。この範囲なら異なるスペクトル型・絶対光度に対する速度分布が恒星の空間位置に依存しないとみなすことができる。かくて太陽運動・星流運動・速度楕円体・統計視差などを取扱つているのであるが、個々の記述はスマートほど詳細ではない。

第Ⅳ部は「光度・スペクトル型分布」であつて4章よりなる。ラッセル図、恒星集団の2種族についての概説について、太陽近傍の光度分布および光度・スペ

には前2書以後の新しい面が取入れられている。ただクル型相関分布の求め方が述べられており、この部分し、ここでの太陽近傍は50パーセクの距離内の空間をとつているが、これは恒星の空間分布の状態が銀河面から50パーセク以上遠ざかると、もはや同一とはみなしえないからである。第Ⅴ部の「恒星の空間分布」は5章に分けられており、恒星の見掛分布、光の空間吸収についての解説、光の空間吸収を無視した場合の空間分布、同じく考慮した場合の空間分布そして光度、スペクトル型、色指数に基づく空間分布が与えられている。この第Ⅴ部の記述は、本書の最も優れた部分であると思われ、最近に至るまでの方法がよく纏められて説明されており、著書のオリジナルもつけ加えられている。

最後にあたる第Ⅵ部は「銀河回転」であるが、これには全頁の僅か1/9が当てられているだけである。まず銀河系分布函数において、銀河回転のもつ意味を明らかにし、銀河回転の力場の近似式に触れた後、いわゆる銀河回転を記述しているが、前の2書ほど多くの事項に及んでいない。ただ恒星の特有運動を述べている最後の章には、前2書にない銀河回転のポットリング図による考察が与えられ、著者によるより立入つた議論（未発表）が展開されている点が興味深い。

かくて、本書を通覧しての感じは、第Ⅰ部において多くの頁数を費した近代統計学の解説が、これは今日その必要があるかも疑問であるが、後の部分にそれほど大きい役割を演じていないということである。本書で述べているのは、与えられた資料から空間分布速度分布などを導く方法論であるから、推計学は内部誤差への顧慮に役立っているだけである。しかし、実際には一組の資料がもつ系統的誤差の方がより重大である。例えば、銀河回転常数についての種々の結果は、個々の値をきめたときの平均誤差よりも、かなり大きいばらつきを示すのは、系統的誤差によるものと解せざるをえない。従つて、各種型録の系統的誤差、一様性などのごとき統計資料自体の吟味に、推計学を適用させる方法論を展開させておくべきであつたと思う。また、揺ぎや確率過程などの問題は、既に分布の問題や恒星力学に取上げられており、今後もしも以上のような諸点の記述がなされていたならば、近代統計学の活躍の場がもつとクローズ・アップされたことであらう。

◇波長 21 cm における太陽面の輝度分布 オーストラリアでは波長 21 cm における太陽の観測を 1952 年頃から行っていたが、クリスチャンゼン等 (Aust. J. Phys. 8, 474, 1955) によつてその観測結果が報告された。

それによると静かな太陽の輝度分布は決して円対称ではなく、日食の時観測されるコロナのように、極方向よりも赤道方向にやや広がっているというのである。彼等は静かな太陽について観測したいために、観測期間を太陽のあまり活動しないとき即ち 1952~1954 年を撰んだ。又普通に用いられている電波干渉計では、高度の分解能は東西方向に限られるので、特に南北方向にも別の干渉計を設置した。即ち東西方向に 32 個のパラボラ (径 1.7 m) を 1028 波長 (約 215 m) にわたつて配置し、又南北方向には 16 個のパラボラを、760 波長 (約 160 m) にわたつて配置した。東西及び南北の干渉計にそれぞれ独立の受信機を用いて、太陽の運行によつて電波強度を記録した。各干渉計の分解能は、太陽に対して季節や観測時刻によつて多少異ってくるが、大体において東西方向に 3', 南北方向に 4'~5' 程度となる。東西方向は太陽が速く動くため、4 分程度で一つの観測曲線が得られるが、南北方向は太陽の赤緯方向の移動を待つために、一つの観測に 10 分~20 分を要している。又太陽が季節によつて自転軸の向きを変えることも利用すると、太陽のほとんどすべての方向について干渉計を走査した結果となる。これらの観測結果は太陽面が滑かでないために多くの場合かなり不規則なものであるから、これらを重ね合せてその最低包絡線を求めて、静かな太陽のそれぞれの方向における走査曲線とした。これらの観測曲線をオブライエン (1953) の方法でフーリエ解析を行い、太陽面の輝度分布を算出したのである。

その結果で著しいことは、太陽の極方向の周縁は中心よりやや暗くなっているのに、赤道方向では周縁が中心の約 1.5 倍の明るさを持つてゐることである。しかも赤道方向での最も明るい所は、光球よりもやや内側にあるというのである。一見したモデルは太陽が“耳”を持った感じである。この結果はファンデハルスト (1949) が求めた、コロナの電子密度と一樣温度 10^6 °K とから算出される輝度分布と比較されているが、光球の半径の 1.05 倍の位置では、極方向及び赤道方向の明るさが計算値とよく一致している。輝度分布は非常に細かく (30" 位まで) 求められているが、

これは 3% 以下の誤差で観測と合うというだけのことで、やはり干渉計の分解能以下の領域についての分布は一義的に定まらないというのが常識である。(赤羽)

◇国立科学博物館に電波望遠鏡を新設 東京上野の国立科学博物館では数年来予算の要求をつづけてきた電波望遠鏡の設置がみとめられて、昨昭和 30 年度理工学館の一部として今春完成した。

目的は太陽電波の受信で、パラボラの大きさは直径 1.5 m 軽合金製で、赤道儀式になつており、運転装置は水晶発振器によつて制御された、同期モーターを使う。受信波長は 6500 M/C、周波数幅は 20 M/C である。ジュラルミン製のかまぼこ形の移動屋根をもつ格納設備をもち、パラボラを使用する時はレールで後方へ送る。製作は日本無線 K K、費用は器械部が約 270 万円、格納建物が約 50 万円であつた。

当館では今後事情の許す限り定期的な観測と一般観覧者への公開実験を行い、又これに関連して電波天文学についての陳列も計画している。これによつて開館以来 20 cm 屈折望遠鏡一機を主力としてきた当館の天文関係設備に新威力を加えることになつたわけで、関係当局、及び東京天文台の畑中教授、特に一切の面倒を見られた天体電波部赤羽賢司氏に深く感謝する次第である。(村山)

(159 頁より続く)

またははじめの連星を主星、伴星の区別なく混ぜて光度分布を出すと

m	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
N	2	8	16	44	83	148	247	73	6	

7 等位までは等比級数的に増加し

$$\log N(m) = -0.111 + 0.366 m \quad (13)$$

の近似式を得る。こんどはこの新しい係数 (0.366) を使つて Δm の分布を第 1 表の $m_B < 7$ にあわせると

$$\log N(\Delta m) = 1.240 - 0.366 \Delta m \quad (14)$$

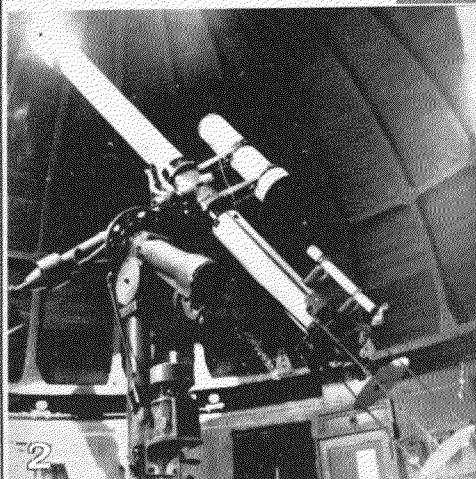
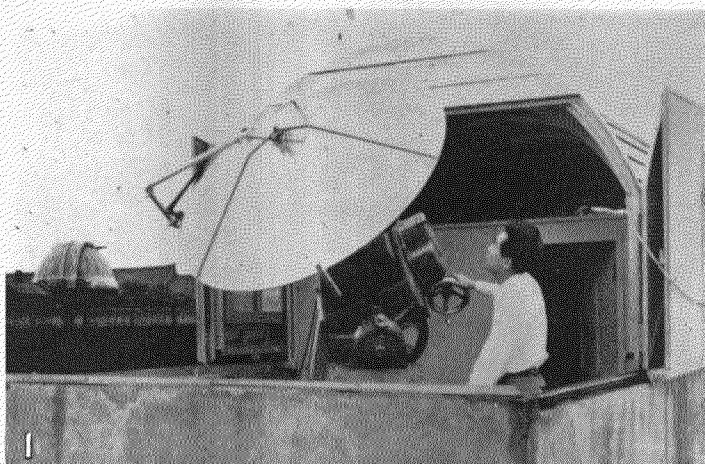
やはり第 3 表の如く、 N_o , N_e を比較するとこの場合も一致した結果を得る。

こうして連星を構成する各星と一緒にあつめ、これから任意に 2 個ずつとり出しても初めと同じ Δm の分布を与えることになる。

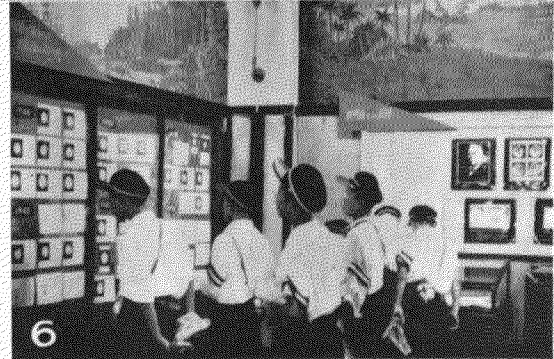
連星数 300 対というのは更に詳細な解析に耐えるには数に於いて不足であるが、連星の起源の問題に何等かの暗示に富んだ結論である。

◇国立科学博物館から

1 今秋創立25周年を迎える東京上野の科学博物館では、昨年理工学館の一部が完成し、旧館の東南に3階建の明るいスタイルを見せているがその屋上に今回写真の如き電波望遠鏡が完成した。(本号雑報参照)ジュラルミン製のかまぼこ型の移動屋根が写真後方に見え、又左側には以前から旧館屋上にある8吋赤道儀のドームを遠望する。操作するのは同館の村山定男氏。2 おなじみの8吋屈折赤道儀は一昨年暮に日本光学で大修理が施され、わさび色の近代色に面目を改めた。これは一般公衆

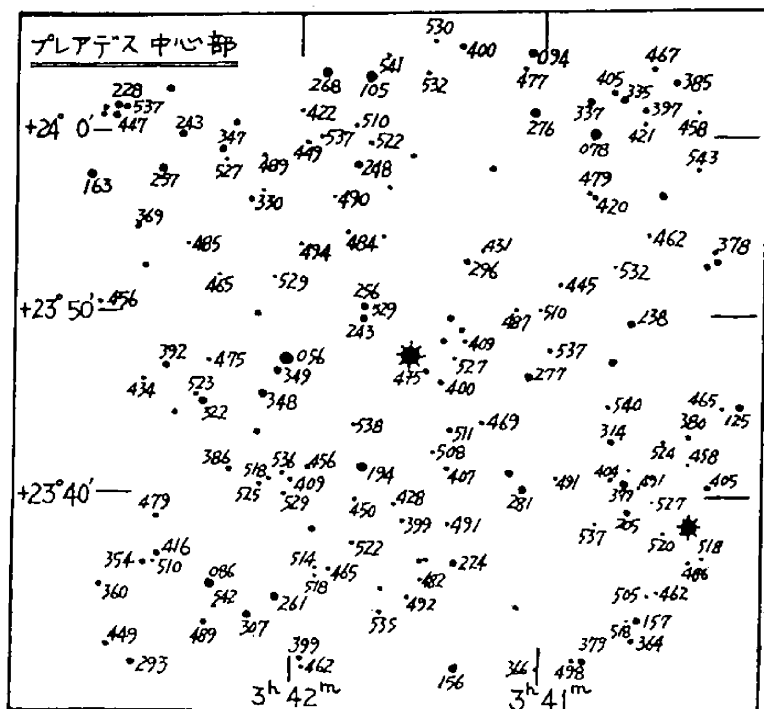


※開の外に太陽黒点や火星観測に活躍している。3は同館秘蔵の隕石のコレクション、日本に落下したものは20個、海外のを合すると四十数個に達する最大は田上隕石の170kgである。4~6 東京では火星は科学博物館にやつてきた観がある。毎土曜夜の定例観測日及び9月7~9の3日にわたった火星観望会や、8月15日から1月間開催された火星観測資料展は、若い人達の宇宙と天体への渴望を十分に満たしたことでしょう。4は観望会に集う人々、説明するのは同館の小山ひさ子さん。5 火星観測資料展の会場入口附近。6は同会場内で陳列された資料に見入る人々、この展覧会は内外の天文家による火星面のスケッチや写真等の資料を集めた。



☆ 10月の天文暦 ☆

日	時刻	記	事
	時 分		
1	10 51	金星, 月	合
2	27 19	木星, 月	合
3	18 8	水星, 月	合
4	13 24	新月	
5	6	水星	留
	23	アルゴル	極小
24	10	海王星, 月	合
8	4 58	火星, 月	合
16	37	寒露	
9	16	水星	近日点
12	3 44	上弦	
		水星	西方最大離隔
11			
13	8	火星	留
16	24 29	火星, 月	合
19	26 24	満月	
20	19 14	土用	
23	19 35	霜降	
	23	海王星, 月	合
25	23	金星, 木星	合
	25	アルゴル	極小
26	17 2	下弦	
27	11 30	天王星, 月	合
30	18	天王星	下矩
	20 25	木星, 月	合
	29 35	金星, 月	合
31	26	水星, 海王星	合



プレアデス星団中心部

秋も深まるに東天からプレアデス星団が昇つて来る。双眼鏡によれば、数十個の美しい星々の集団が眺められるし、望星を包む星雲が小型の写真機でも容易に撮影出来る。

図は中心星のより附近の拡大図で、10位を除いた写真等級が記入してあるから、極限等級や空の透明度の調査に利用して頂きたい。

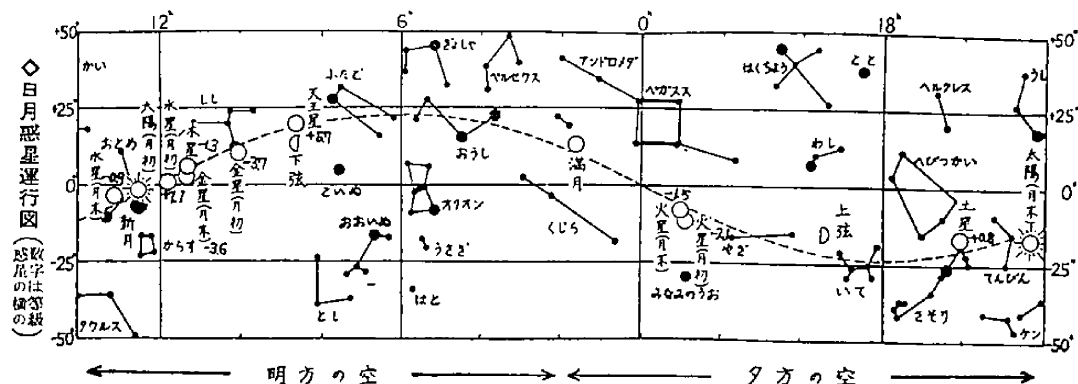
東京に於ける日出入および南中 (中央標準時)

X月	夜明	日出	方位	南中	高度	日入	日暮
日	時 分	時 分	時 分	時 分	時 分	時 分	時 分
2	5 4	5 36	-3.7	11 30	50.8	17 24	17 56
12	5 12	5 44	-8.4	11 28	47.6	17 10	17 43
22	5 20	5 53	-13.0	11 26	43.4	16 58	17 30

各地の日出入補正值 (東京の値に加える)

(左側は日出、右側は日入 に対する値)

分	分	分	分	分	分
鹿兒島 +33	+40	大 阪 +16	+18	青 森 +1	-9
福 岡 +35	+39	名古屋 +11	+12	札 幌 +1	-14
広 島 +28	+30	新 潟 +5	0	根 室 -16	-31
高 知 +23	+27	仙 台 -2	-7		



昭和31年9月20日
印刷発行
定価40円(送料4円)
地方定価43円
IBM 6407

編集兼発行人 東京都三鷹市東京天文台内
印刷所 東京都港区芝南佐久間町一ノ五三
発行所 東京都三鷹市東京天文台内

店 瀬 秀 雄
笠 井 出 版 印 刷 社
社団法人 日本天文学会
振替口座東京 13595

日本天文学会1956年秋季年会

プログラム

◇日 時 10月5日(金), 6日(土)

◇場 所 岩手県水沢市 緯度観測所および市公民館

	午 前	午 後	夜
5 日	研究発表 (8時半より, 測 地学会と共催)	研究発表 (1時半より)	懇親会 (5時半より, 測 地学会と共催)
6 日	研究発表 (9時半より)	研究発表 (1時半より)	位置天文学 シンポジウム (3時より)
			公開講演 (市公民館にて, 7時より)

第1日 10月5日(金)

午前の部(日本測地学会と共催, 8時半より)

分

1. 清水 壘, 原田健久(地理調): 満州測地座標系の吟味……………8
2. 清水 壘(地理調): 日満両測地座標系の差異と日本測地座標系の誤差……………8
3. 坪井忠二(東大理): East Indies における geoid の起伏……………12
4. 進士 晃(水路部): 高緯度におけるサムナー線……………10
5. 虎尾正久, 小林宏志(東京天文台): 三鷹 PZT 星々系について……………8
6. 高木重次(緯度観測所): 水沢 PZT の精度に関する一考察……………8
7. 服部忠彦(緯度観測所): PZT 乾板常数と膜面変化……………8
8. 坪川家恒, 北郷俊郎(地理調): E.T.O に依る経度, 緯度, 方位角の同
時決定について……………10
9. 松本惇逸, 関口直甫(東京天文台): 極望遠鏡の傾斜測定装置について……………8
10. 檀原 毅(地理調): 東京天文台における緯度変化について……………8
11. 高木重次(緯度観測所): 水沢の経度の突然変化についての一考察……………5

12. 切田正実 (緯度観測所): 水沢に於ける時刻観測結果の日週的变化に就いて	8
13. 飯島重孝 (東京天文台): Lateral refraction の時刻観測への影響	8
14. 若生康二郎 (緯度観測所): 極軌道の長径と中心の運動	10
15. 高木重次 (緯度観測所): 模型地球に対する回転運動理論	10
16. 須川 力 (緯度観測所): 緯度観測から求めた地球三軸不等に就いて	10
17. 服部忠彦 (緯度観測所): 水沢の緯度観測と章動常数 (予報)	8
18. 大脇直明 (水路部): 1955 年 6 月 20 日皆既日食観測報告 (II の 1) — 映画連続撮影による接触時刻決定, その他	7
19. 鈴木裕一 (水路部): 1955 年 6 月 20 日皆既日食観測報告 (II の 2) — 光電測光による接触時刻の測定値について	7

午 後 の 部 (1 時半より)

20. 弓 滋 (緯度観測所): タルコット水準器に対する体温効果	10
21. 後藤 進 (緯度観測所): 緯度観測に於ける乾板測定の個人差	10
22. 石井 久 (緯度観測所): 1954-55 年に於ける音片時計の運行について	8
23. 飯島重孝, 岡崎清市 (東京天文台): 地球自転の季節変化 (続報)	7
24. 宮地政司 (東京天文台): 原子時と天文時との比較	7
25. 安田春雄, 原 寿男 (東京天文台): 三鷹天頂帯の恒星の赤経	5
26. 森久保茂, 原田光次郎: 人工流星塵	10
27. 広瀬秀雄, 富田弘一郎 (東京天文台): パロマ写真星図に写っている流星について	5
28. 広瀬秀雄, 真鍋良之助 (東京天文台): Hayn と Weimer の月縁図について	5
29. 関口直甫 (東京天文台): 月及び太陽の黄経の長年加速について	5
30. 青木信仰 (東大理): 概周期運動と安定性 (II)	5
31. 秋山 薫 (法政大): 惑星よりうける小惑星の非短周期摂動の大きさ	10

懇 親 会

(測地学会と共催, 市内「丸松」にて, 午後 5 時半より)

第 2 日 10 月 6 日 (土)

午 前 の 部 (9 時半より)

32. 清水一郎, 馬場 齊 (東京天文台): 太陽面現象写真の自動光電測光装置の設計について 5
33. 野附誠夫, 長沢進午 (東京天文台): リオ型単光太陽写真儀について 5
34. 上田 纈 (生駒天文博物館), 岩田稔, 足立巖 (大阪工業技術試験所):
コロナグラフの試作結果と二三の思いつきについて 7
35. 齊藤国治, 西 恵三 (東京天文台): ロケット搭載用太陽分光器 II 型について 7
36. 齊藤国治 (東京天文台): 1955 年日食における太陽コロナの測光 10
37. 末元善三郎 (東京天文台): 太陽大気に於ける乱流の成層について 10
38. 赤羽賢司 (東京天文台): 3000 メガ帯太陽バーストの特性 5
39. 田中春夫, 柿沼隆清 (名大空電研): 9,400 MC 太陽電波の観測 10
40. 高倉達雄 (東京天文台): ノイズストームのバーストとレベルの関係 10
41. 田鍋浩義, 中村 強 (東京天文台): ζ Aur の食の観測結果 7
42. 北村正利 (東京天文台): 大熊座 W 型近接連星の絶対光度について 10
43. 古畑正秋, 北村正利 (東京天文台): 近接連星における物質の放出 7
44. 細川良正 (山形大): 主系列星の重力減光係数について 10
45. 小尾信弥, 下田真弘 (東大教養): 質量のへる星のモデル 10
46. 一柳寿一, 須田和男 (東大理): 等温核と対流平衡層を有する星のモデル (I) 10
47. 一柳寿一, 飯沼勇伍 (東大理): 12 Lacertae の内部構造 7

午 後 の 部 (1 時半より)

48. 竹内端夫 (東京天文台): 小惑星の変光曲線について (II) 10
49. 石田五郎 (東大理): 実視連星軌道面の分布 5
50. 大脇直明 (水路部): 球状星団の大きさと空間運動エネルギーとの関係について 10
51. 高瀬文志郎 (東京天文台): 三角座星雲 M 33 の質量分布 5
52. 高瀬文志郎 (東京天文台): アンドロメダ星雲 M 31 の質量光度比分布 10
53. 鍋木政岐 (東大理): 銀河帯における space reddening について 10

位置天文学シンポジウム

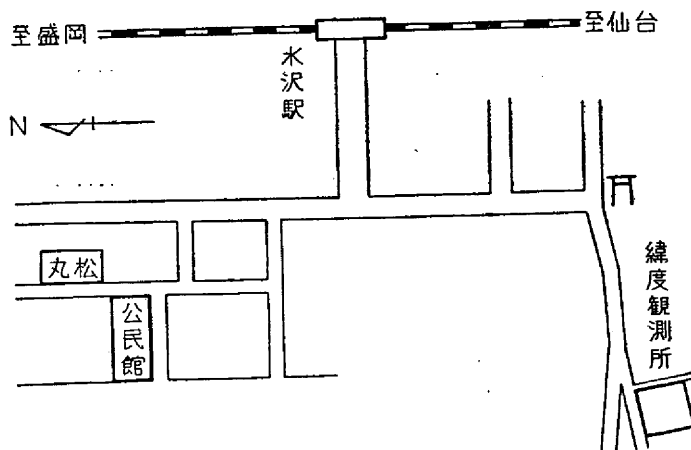
(6日午後3時より)

佐藤友三(東京天文台): 惑星の黄緯の周期振動の決定

公開講演

(6日午後7時より, 水沢市公民館にて)

- ◇太陽よりの電波.....赤羽 賢 司
 ◇宇宙のすがた.....萩原 雄 社



主要列車時刻表

	普通	急(みちのく)	普通	準急	普通	普通
上野発	5 40	9 50	19 25	22 50	22 15	23 40
仙台発	16 32	15 58	4 48	6 12	8 18	10 22
水沢着	20 12	18 13	8 40	8 54	11 41	13 51
	普通	急(みちのく)	普通	普通	準急	普通
水沢発	8 25	10 44	16 28	19 39	20 31	0 57
仙台着	11 58	13 02	20 22	23 12	23 20	4 59
上野着	22 41	19 25	6 05	9 15	6 35	15 12