

天文學界最近の研究 (荒木俊馬編)

◎太陽

太陽の廻轉。——最近米國の St. John 氏は 1914 年以來 1924 迄に Wilson 山でなされた太陽赤道部の廻轉の觀測の結果を發表した(P. A. 1925 十一月)。其の結果は次の如し。

年	速度 (籽秒)	年	速度 (籽秒)
1914.....	1.92	1920.....	1.90
1915.....	1.96	1921.....	1.91
1916.....	1.91	1922.....	1.91
1917.....	1.94	1923.....	1.89
1918.....	1.85	1924.....	1.91
1919.....	1.90		

始めの五年間即ち 1614 年から 1918 年迄の平均は毎秒 1.936 籽後の六年間即ち 1919 年から 1924 年迄の平均は毎秒 1.906 籽である。此の兩期間に於ける廻轉速度の減少は僅かに 1.7% で非常に小さなものではあるが、後の六年間の値が非常に良く揃つて居る所から見るに眞實のもらしく思はれる。又此の變化の眞實性は同じ方法によつて他の天文臺に於て又他の天文學者に依る觀測の結果を比較するに一層信ぜられるやうに思はれる。即ち

觀測者	期間	速度(籽秒)
Adams 及 Lasby (人名)	1906.5—1908.5	2.06
Ottawa 及 Pittsburgh (地名)	1911.5—1913.5	2.06
St. John 及 Ware (人名)	1919—1924	1.90

茲に注意すべきは 1906.4—1908.5 年は黒點活動の極大の時期で此の期間に在つては先行黒點の磁極が北半球に於ては正であり南半球に在りては負になつて居る。Ottawa 及 Pittsburg に於ける觀測の時期は丁度黒點活動が極小附近に相等し此の時期では先行黒點の磁性が逆にならうとして居る時に相等する。然るに Wilson 山の最後の觀測の時期は黒點の磁性が全く逆になつた後である。若し黒點の磁性の轉換が黒點渦卷の方向の轉換を意味するものであり、且つ、太陽赤道部に於ける太陽雰圍氣の流れの方向が黒點の渦卷の方向と何等かの關係があるものとするならば此れに依つて黒點の渦卷の方向を決定する方法を得る事が出来であらう。然し此の太陽の廻轉の變化の問題を説明し得る爲めにはもつと長い間の絶えざる觀測が必要であり、恐らく二十二年の循環以上の期間に渡る必要があらう。

黒點周圍の水素渦卷の性質。——前述の問題に關連して居るが米國の

G. E. Hale 氏は太陽黒點の周圍に於ける水素渦卷の性質を發表して居る (P. A. S. P. 1925 年十月)。

太陽黒點活動の週期 $11\frac{1}{2}$ 年の約三循環の間に井ルソン山で撮つた 51 個の最も良く撮れた水素渦卷の寫眞を檢査して次の如き結論を得た。水素の H_{α} 線を出すやうな層に於ける瓦斯體の運動は中心向つて居る。又水素渦卷の方向即ち右廻り(時計の針の方向)か或は左廻り(時計の針と反對の方向)かと言ふ事は黒點の磁性とは關係がないやうである。即ち 51 個の渦卷に就いて言へば

第
一
回



水素渦卷の一例

黒點數	磁 性	渦卷の方向
9	北極磁性	右廻り
16	北極磁性	左廻り
13	南極磁性	右廻り
13	南極磁性	左廻り

又太陽黒點の磁性が相繼ぐ黒點活動極少期に轉換しても水素渦卷の方向は轉換しないやうである。

又 51 個のすべての黒點を南北西半球に就て分類して見るこ

北 半 球		南 半 球	
26 個左廻	16 個右廻
6 個右廻	3 個左廻

これに依つて見るこ水素渦卷のうち 80 %は地球上のサイクローンの場合と同一方向を有する。以上の結果から見て、又其他 Evershed や St. John の觀測の結果から見ても水素渦卷の現象は電磁氣的な現象と見るよりも單に液體力學的な現象と見る方が至當である。即ち水素渦卷の方向は其の下層にある黒點渦卷の磁性によりて決定するものではなくて單に太陽の大氣が黒點の中心部に向つて流れ込む場合に北或は南に向ふ流れに對して働く太陽廻轉による Coliori force 力の作用に依つて起るものであるらしい。

◎ 彗 星

ダニエル彗星のスペクトル——佛蘭西の Baldet et de la Baume Pluvine₁ が千九百七年のダニエル彗星のスペクトルに關してなした研究が近頃發表されて居る。(C. R. 1925 年九月)。Ratten Pinacyanol の種板を用ひ 62 分の露出で撮つたスペクトルで波長は 388 から 670 μ までの範圍である。

それによれば赤色部に 655 に始まる著るしい強さのバンドが現はれて居るが、此のバンドは今迄の Daniel 彗星の觀測には出て居ない。即ちこれまでの寫眞板では赤色線の感度が弱くてそんなに長い波長まで寫らなかつたからである。

色々な物理學者の實驗室内の實驗と比較して見るこ此の赤色部のバンドはシヤノーゲンに依るものであるらしい。

Daniel 彗星のスペクトルに現はれて居る重なバンドと其の源泉とを示せば次のやうである。

強さ	波長	注 意	比 較 (實驗室との)
$\left. \begin{array}{l} 6 \\ 9 \\ 9 \\ 6 \end{array} \right\}$	665	バンドの始まり	664
	648	強度極大	649
	635	強度極大	634
	574	バンドの終り	574
4	565—536	バンド(極大 555)	564—542 CII
5	517—503	バンド(極大 511)	517—508 CIII

10	472	バンドの始り(極大 468)	474—498 CIV
6	460—450	バンド	461—450 Cy II
3	421—413	バンド	422—415 Cy III
3	408—398	
5	388		388—385 Cy IV

◎星の質量及大きさ

星の性質——聯星系と言ふやうな特別なものは別として、一般に星の質量を知る方法としては今日二つある。一つは米國のシーレスがやつた方法で倭星のすべてに就いては丁度瓦斯體の分子のやうに、其の間にエネルギーの等分律が行なはれる、即ち質量を M 、速度を v とすれば $Mv^2 = \text{常数}$ と言ふ法則が大體成立して居ると言ふ事實に基き、此の法則が巨星の間にも行はれると假定して星の色々な眞光度及スペクトル型に應じて各々の星の質量を計算する方法である。

第二の方法は英國のエツヂントンが輻射平衡の法則から導き出したもので、星の質量は唯其の眞光度のみの函數である。

マスクバのシャイン氏 (G. Shajn) は此の兩方法に依つて決定せられた質量がどれ位食い違つて來るかを研究した (A. N. 1925 年十月)。色々なスペクトル型及眞光度に應ずる質量の例の示せば次表の如しである。質量の單位は太陽の質量であり、眞光度はボロメトリックである。

スペクトル	眞光度	シーレスの質量	エツヂントンの質量	兩質量の差
B ₅	^m -2.0	9.6	6.1	-3.5
	-1.0	8.6	4.1	-4.6
A ₀	-2.0	9.1	6.2	-2.9
	-1.0	7.9	4.3	-3.6
	0.0	6.6	3.0	-3.6
F ₀	-3.0	8.7	11.0	+2.3
	-2.0	6.7	7.1	+0.4
	-1.0	5.2	4.7	-0.5
	0.0	4.2	3.3	-0.9
	+1.0	3.4	2.4	-1.0
	+2.0	2.8	1.8	-1.0
G ₀	-4.0	10.2	20.3	+10.1
	-3.0	7.6	12.4	+4.8
	-2.0	5.2	8.0	+2.8

スペクトル	眞光度	シーレスの質量	エツヂントンの質量	兩質量の差
G ₀	-1.0	3.7	5.3	+1.6
	0.0	2.7	3.7	+1.0
	+1.0	2.0	2.7	+0.7
	+2.0	1.5	2.0	+0.5
	+3.0	1.3	1.5	+0.2
	+4.0	1.0	1.2	+0.2
K ₀	-2.0	6.0	8.8	+2.8
	-1.0	3.4	5.8	+2.4
	0.0	2.2	4.0	+1.8
	+1.0	1.6	2.8	+1.2
	+2.0	1.3	2.1	+0.8
	+3.0	1.1	1.6	+0.5

これに依つて見れば、眞光度の大なる星のエツヂントンに依る質量は低温の星に對してはシーレスに依る質量より遙かに大きく出て居る。そして其の差は眞光度が大なれば大なる程大きい。又高温度の巨星に就ては、シーレスの質量はエツヂントンの質量より大きい。然るに低温の巨星では逆になつて居る。倭星の場合には兩方法に依る質量は良く一致する。

所で此の兩方法のうち何れが眞に近い値を與へるかをしらべて見るのに觀測の材料として聯星系が用ひられる。聯星系の性質として巨星の聯星系では一般に伴星のスペクトルは主星のスペクトルよりも高温であり、倭星の聯星系に於ては逆であると言ふ事が知られて居る。此の關係に基いて言へば質量の小さな星の方が質量の大きな星よりも進化の道行を早く辿るを豫想される又主星（光の強い）の方が伴星よりも質量が大きいを考へるが自然である。

所で色々の材料から巨星に就て統計をみて見るに次表の如くなる。此の結果か

平均スペクトル		星の數	光度の差 (bolo)	眞光度 (bolo)		質量の比	
主星	伴星			主星	伴星	エツヂントン	シーレス
K ₁	A ₅	28	2.19	+0.3	+2.5	0.43	1.37
G ₂	A ₅	36	1.29	+0.6	+1.9	0.60	1.42
F ₂	A ₅	75	0.90	+1.0	+1.9	0.74	1.13

ら見るにエツヂントンの理論に依る質量の比は皆一よりも少く出て居て、合理的である。即ち伴星の質量の方が小さく出て居るがシーレスの結果の方は不合理である。

もごもごシーレスの方法では倭星について行なはれるエネルギー等分率を巨星

や高温の星の場合にもあてはまるものと假定して出發したのであるから此の假定が巨星の場合に適用出来ないと言ふ事である。

要するにシーレスの方法による質量の決定を用ふる場合には高温の星及巨星の場合には著るしい補正を要する事を注意しなければならない。

◎變光星

セフェイド變光星——ゾンネベルグのホフマイステル (Hoffmeister) 氏はセフェイド變光星に關して面白い統計的研究を發表した (A. N. 1925 年 Nr. 5387)。

セフェイド變光星の光度曲線をフーリエ級數に展開した時の絶對項を G とし、週期を P 、光度極小から極大迄の時間を $M-m$ として

$$C=4G(M-m)/P$$

なる量を考へ、此の C をその變光曲線のカラクテリスティック (Characteristic) と名付けた。斯くすると、此の C はセフェイド變光星の光度曲線の形を一義的に決定するに非常に便利な量である。

扱て、此の量と Cepheid 變光星の色々な性質との間には、色々面白い關係があり、例へば視光度の變化範圍と寫眞光度の變化範圍との比の如きは特に著るしく (第二圖参照) 短週期 (一日以下) の Cepheids と長週期 (一日以上) の Cepheids の間に判然たる區別がある。此の事から見ても長短兩週期のセフェイド變光星の間に著るしい差異が見られ、此の事の宇宙物理學的に可なり重要な意義を有するものと思はれる。

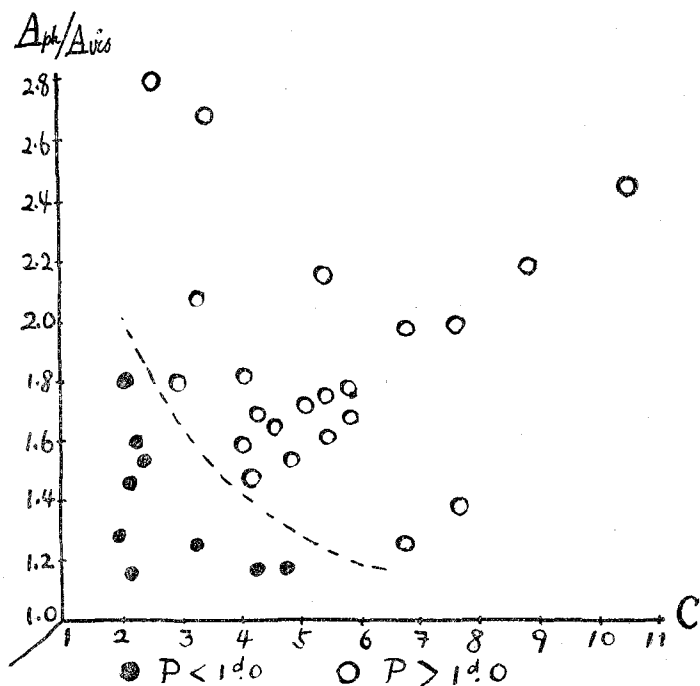
又、變光曲線の形と其の週期の關係は一日よりも短かい週期の Cepheids に在つては、其關係は球狀星團内の Cepheids の場合と全く同じで、此の兩種の星が全く同じ性質であると言ふ事に對する可なり重要な證明も見られる。

ジーンズの變光星論——セフェイド式變光星 (Cepheids) 及長週期變光星の正體が一體如何なるものであるか、今日未だ定まつて居ない天文學上の大きな問題の一つであるが、近頃英國のジーンズ (J. H. Jeans) 氏は此の種の變光星を聯星系の成因と關連せしめて興味なる新説を發表した (M. N. 1925 年六月)。以下の大要を紹介する。

分光聯星系の軌道要素の新らしい Catalogue は 1924 年リク天文臺で出版されたが (L. O. B. 385) ジーンズは其の材料に就いて統計をこつて次の結果を得た。聯星系の兩體の質量の和は平均、太陽の質量の 18 倍で、質量の比は平均 0.73 である。そして質量の小さな方の Component が一般に高温のスペクトル型を有して居る。ジーンズの考へに依れば聯星系は一つの天體が收縮に依つて廻轉が急速になり遂に分裂して生じたものであると言ふのであるが、此れ

に關してジーンズは暗示して、長週期變光星は丁度分裂する一寸前の状態にあると言ふ。かゝる状態に在つては廻轉運動と同時に振動様の運動も存在して居るであらう。此の回轉及振動の週期は始めのうちは異なつて居るが、段々相近付いて來て別れる丁度前では互に等しくなるであらう。従つて、分裂する状態に近付くほど變光曲線は規則立つて來る筈で、斯ふ言ふ理論からジーンズは、變光曲線の或物を説明出来る事を論じて居る。今、不規則變光星、長週期變光星やセフェイド變光星や聯星系を此の理論に従つて列べて見るに、大體次の如くなる。

第 二 圖



然るに長週期變光星の中にも非常に規則的な變光を示す星も見受けられるので、かくの如き星では分裂の過程は未だ光を發しない暗黒時代から始まつたものと考へねばならぬ。

又ジーンズは星の温度は分裂するに急に高くなる事を決論して、此れに依つて、分光聯星系が B 型に非常に多い事の説明をした。

ジーンズの此の理論によれば長週期及セフェイド變光星の密度は次の如く出て來る。

天體の形	星の種數	變光曲線	スペクトル	變光範圍
楕圓體	見えず	暗黒
西洋梨形	下規則變光	{色々の週期が 重複して居る	M, N	6^m 迄
同上	長週期變光	稍不規則	M	
同上	セフェイド	規則的週期	自 M 至 A	自 0.4^m 至 1.0^m
兩楕圓體	{高温の分光聯 星及蝕變光星	軌道運動	A, B	0.7^m 迄

星	スペクトル	平均週期	密度
長週期變光星	M	350	0.000006
セフェイド	M	33	0.0007
同上	K	18	0.0002
同上	G	11	0.0006
同上	F	6	0.0021
同上	A	0.4	0.47

◎距離及眞光度 (Absolute magnitude)

分光的視差の正確さ——星の見掛けの光度を m とし眞光度を M とすれば聯星系の二つの Components の光度の差は見掛けの場合と眞光度の場合と等しくならねばならぬ。即ち

$$\Delta M - \Delta m = 0$$

従つて、此の關係に依つて、星の視差を決定する方法の正確さを検査する事が出来る。Pulkowa の天文學者 Shajn 氏は此の考へから、軌道運動の知れて居る二重星及固有運動を共通にする二重星合計百九十四個に就いて、スペクトルに依る眞光度従つて視差の決定法の正確さを研究した (Ap. J. 1925 年九月)。其のうち五十五個は温度の低い星であり百三十九個は温度の高い星である。

彼の研究に依れば、分光的視差決定法は温度の低い星に就ては満足と言へる。即ち $\Delta M - \Delta m$ の値が ± 0.28 から ± 0.48 の間にある。此の値は視差に就て言へば十四パーセントから二十五パーセントの誤差を生ずるに過ぎない。

然るに温度の高い星即 A 及 B 型スペクトルの星に就ては、正確度は著るし

く減する。即ち $\Delta M - \Delta m$ の平均値は ± 1.08 から ± 1.24 の値をさる。これは視差に就いて言へば 65% から 77% の誤差に相等する。

又 A 型及 B 型の星に就いて言へば、スペクトル型と眞光度との間の關係は進行星群に屬する様な星に就ては明らかであるが、然し三角測量の視差の知れた一つ一つの星に就ては此の關係はそれ程明らかでない。此等の星の眞光度を出すに用ひられる曲線から外れる事が大で、従つて眞光度にも著るしい違を示して居る。

◎星長のスペクトル

α Draconis のスペクトルに於ける水素輝線の變化。——α Draconis のスペクトルに水素輝線のある事は 1890 年に E. C. Pickering が發見したが其後 Miss Maury, Baker, Henroteau, Lockyer, Merrill と言ふ人達が、此の星のスペクトルを研究して、其の面白い性質がわかつて來た。此の星のスペクトルは φ Persei 型に屬する。前號の『天界』に紹介した様に（天界第六卷一月號天界學界最近の研究參照）其の週期は 4000 日になつて居る。

最近 O. Struve は Yerkes 天文臺の觀測をまごめ又其他の觀測の材料を合せて、此の星のスペクトルの研究を發表して居るが P. A. S. P 1925 年十一月）それに依れば次の様である。

すべての觀測を綜合するに、此の星の水素輝線は 1890 年には強かつたが、1902 年には弱くなり、1904 年には完全に見えなくなつて仕舞つた。1911 年に再び幽かに見える様になり、次第に判然として來て、1919 年までその光輝を増した。1919 年以後は大體一定の光輝を保つて居る。又輝線に重なつて現はれて居る狭い吸収線も著しい變化を受けた。而も、輝線の強さが弱くなる時に其の強さ及廣さが増加する様である。又時としては完全に無くなつて仕舞ふ。これは輝線が最も強くなる時に起る。

輝線の變化の週期は約 30 年位であらう。

若し此の週期が正確なものならば φ Persei 型中の最も長週期のものであり、此の方面の研究に非常に面白い星である。

◎星雲及星團

渦狀星雲——瑞典 Upsala 天文臺の K. Lundmark 氏は渦狀星雲に就いて數年來多くの研究を發表して居るが、此程 M. N. 誌上に（1925 年六月）渦狀星雲の運動及距離に關して面白い研究を發表した。其の大要を以下紹介する（Nature に依る）。

彼は先づ渦状星雲の固有運動と視速度とを詳細に研究して居る。視速度のうちで最も大なるものは、アンドロメダ星雲の距離を單位として、11 なる距離にある星雲の毎秒 2250 秒と言ふのである。光年と言へば一億光年に相等する。太陽は渦状星雲に對して、銀緯 75° の方向に動いて居る。此の事から推論するに、太陽附近の星系は約 30 億年の週期で公轉して居るのだらうと考へられる。固有運動の方はあまり小さく不正確であるから、色々の研究に用ふるわけには行かないが、その平均の値は一年に 0.01 秒よりも小さからうと思はれる。この値を用ふれば、渦状星雲の距離は少くとも三萬光年になる。

渦状星雲の距離を決定するに、間接な方法によれば、星雲の距離はもつともつと非常に大きな値となる。星雲中出现する新星を銀河系内中出现する新星と同じものと假定するに距離は最も近い星雲に就ても百萬光年と言ふ程度のものに出て来る。此の値は E. Hubble が星雲内にあるセフェイド變光星から、H. Shapley の眞光度の週期の關係を用ひて出した距離と一致する。この距離を眞なりとするに 1885 年にアンドロメダ星雲内中出现した新星（現今の變光星 SAndromedae）は其の眞光度が -16 等と言ふ飛んでもないものになる、こんな大きな眞光度が實際存在するであらうか。Lundmark の研究によれば、有名な Tycho の新星が現今では 13.7 等級でスペクトル型 Mb のものになつて居るしい（そう言ふ星が Tycho の新星の場所にある）而も此のスペクトルは巨星の性質を有して居るからそれから計算するに、Tycho の時代に新星として、光が最も強くなつた時の眞光度は -16 等になる。故にアンドロメダ星雲中の新星の眞光度が -16 等と出て來た所で不合理ではない。

Lundmark は、かくの如き大きな星雲の距離から結論して、及 Lambert-Charlier の階段的宇宙觀に賛成して居る。（此の階段的宇宙觀と言ふのは、多くの星が集まつて銀河系を作る。所が渦状星雲は他の銀河系で、大きさや星の数が我銀河系と同じものであるが、此れ等の無数の銀河系が集まつて更に大なる大宇宙を作ると言ふのである。即ち第一次の宇宙。第二次の宇宙以下かくの如く進む）。

遊星状星雲の視速度——遊星状星雲の視速度は 1918 年 (Pub. L. O. 13) に Campbell 氏及 Moore 氏が、125 個だけ發表した。最近 Moore 氏は其の後に發見された 6 個の遊星状星雲の視速度を發表した (P. A. S. P. 1925 年九月)。

空間に於けるカルシウム雲の運動——O. Struve 氏の、 B_3 型及其れより高温度の星のスペクトルに於ける、停止カルシウム線の視速度及強度の研究によれば (P. A. S. P. 1925 年十一月) かゝるカルシウム雲の存在を驚愕せしむる事が出来ると言ふ。彼の研究によれば、かゝるカルシウム雲は銀河の方向に多いが、銀河高緯度の方面にも存在する。或るカルシウム雲は齊一的運動を示

して居て、カルシウム雲を純然たる星の附屬物と考へる事は出来ない。次表は最も代表的なカルシウム雲と其の視速度を示す。

星雲名	α (1900)	δ (1900)	視速度 (km/sec)	スペクトル線	発見者
.....	17 ^h 35.8 ^m	-24° 38'	-61	N _I	Hubble
CD-29°13998	17 41.5	-29 54	-28.0	N _I N ₂	„
.....	17 49.2	-21 44	+12	N _I	„
.....	18 45.4	+20 43	+17.0	N _I N ₂ H β	Humason
CD-32°14673	18 48.7	-32 23	-62.4	N _I N ₂ H β	Hubble
.....	21 29.1	+39 11	+9.8	N _I N ₂ H β 4686	Humason

カルシウム雲	視速度(太陽運動を引き去る)
Orion—Monoceros	+ 1.2 km/sec
Perseus—Cassiopeia	-12.0 km/sec
Lacerta	- 9.2 km/sec
π Cygni	-14.0 km/sec
Cygnus	+ 4.8 km/sec
Scorpius	+ 5.2 km/sec

N. G. C. 6960——N. G. C. 6992 及 N. G. C. 6960 の二つの星雲は白鳥座に在つて、一つの大きな loop を作つて居るが此の二つは多分密接な關係をもつて居るものだらうと考へられる。米國の P. F. Samford 氏は前に N. G. C. 6992 の視線速度に就いての研究を發表して居るが、近頃 N. G. C. 6960 に關する研究を發表した (P. A. S. P. 1925 年十月)。

彼の研究によれば、N. G. C. 6992 の視線速度は +100 km/sec であるが、N. G. C. 6960 の視線速度は -18 km/sec である。此の兩者の差は恐らく其 order に就て眞の差を與へるものと考へられる。兩者の平均は +40 km/sec であるが此は全體としての視線運動を表す。若し兩者の視線速度の差異が眞實のものであるならば全體として廻轉して居る事を示すものであつて、Campbell 氏と Moore 氏によつて示された遊星狀星雲に於ける内部運動なきと關連して宇宙物理學上、面白い事實である。第三圖は N. G. C. 6960 の寫眞である。

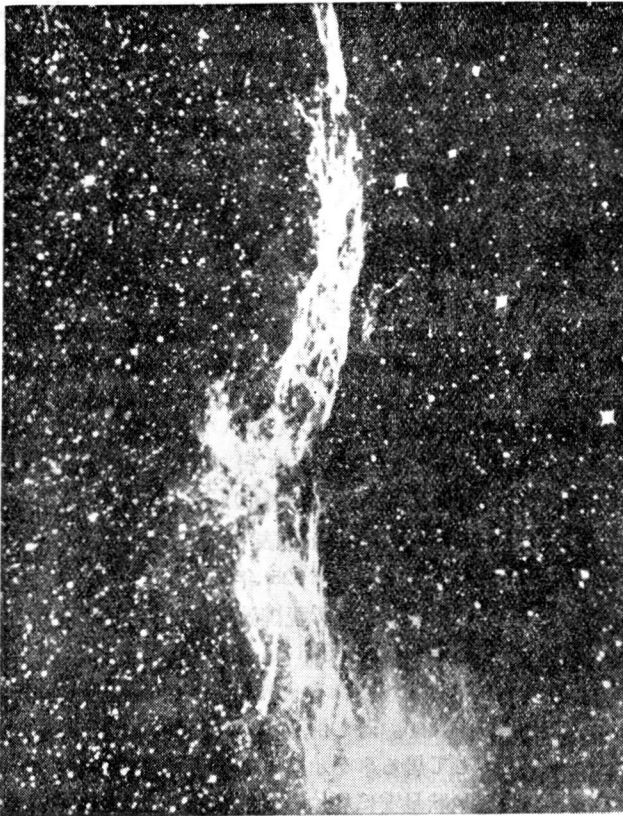
マゼラン雲——數年來米國の Harvard 天文臺では兩マゼラン雲に就いて種々面白い事實を發表して居るが、近頃同臺長の Shapley 氏は Scientia (1925 年八月)誌上に星辰の壽命の問題と關連して兩マゼラン雲に關する Harvard の研究をまとめて書いて居るから、同論文中マゼラン雲に關する部分を紹介する。

兩雲共肉眼で見る事が出来る。小雲の方は Tucana 星座中にあり、その中心

は南極から 15° しか離れて居ない。銀河緯度は -44° 、銀河経度は 268° である。大雲の方は Doradus 星座中にあり、南極から 21° 度の距離にある。その銀河緯度は -33° 、銀河経度は 247° である。

肉眼で見た所の重なる性質は、兩雲共に星や星雲からなる長くなつた不規律の擴がりを有して居るが、寫眞を撮つて見るに、兩マゼラン雲共に、その外形は大體圓形になつて居る。その角直徑は小マゼラン雲では 3.6 、大マゼラン雲では 7.2 になつて居る。

第三圖 N. G. C. 6960



此れ等兩星雲の寫眞は主として Harvard 天文臺の南米 Peru の Arequipa の Boyden 主張所で撮られたものであるが、現今迄 35 年間の材料が蓄積せられて居る。1906 年 Miss Leavitt は其の年迄に用ひられる寫眞板を用ひて 1777 個の變光星を小マゼラン雲の中に發見した。其の後、Miss Cannon なぎの研究によつて兩雲内の星の位置や光度やスペクトルなきが研究せられた。又マゼラン雲の中には、星の外に condensed cluster や open cluster があり、又多くの瓦斯

狀星雲が存在する事が知れて來た。そして、マゼラン雲内にある星雲の視線速度に關しては Lick 天文臺の南米出張所の R. E. Wilson 氏によつて研究されて居る。小マゼラン雲の中では視線速度の知れた星雲は N. G. C. 1644 の唯一つであるが其の視線速度は +168 籽秒である。大マゼラン雲の中には視線速度の知れた星雲は 17 個もあるが、その速度は +251 籽秒から +309 籽秒を與へ其の平均は +276 籽秒である。今日知れて居る瓦斯狀星雲はマゼラン雲内のものをのけるに皆銀河面にあるので、是等の星雲の與へる視線速度はマゼラン雲其物の運動を與へるものと考へてよい。

マゼラン雲の研究の最も大きな結果の一つは Cepheid 變光星の週期と眞光度の關係である。前に述べた Miss Leavitt は小マゼラン雲内の變光星から、その週期と光度との間に關係ある事を發見したが、此れは光度の大なるもの程その週期が長いと言ふのである。其後 Shapley 氏は銀河系内に於ける Cepheid や球狀星團内の Cepheid 變光星を研究して、此の種の星の週期と眞光度の間の關係を確立した。有名な光度週期曲線である。所で若し Cepheid 變光の現象が宇宙間どこでも一般的なものであるとするならば、此の關係を用ひてマゼラン雲の中にある Cepheid 變光星の眞光度が出て來るわけで、従つてマゼラン雲の距離が知れるわけである。此の理を應用して Hertzsprung や Kapteyn や Shapley が小マゼラン雲の距離を出したが現今知れて居る小マゼラン雲内の約 100 個の變光星から距離を出して見るに

31000 parsecs

なる結果を得る。此れは 0.000032 秒の視差に相等し、ざつと 102000 光年である。此の距離を用ひて角直径の $3''.6$ から小マゼラン雲の直径を計算して見るに 6500 光年になる。即ち地球からオリオン星雲までの距離の約十倍である。既に小マゼラン雲の距離を知つた。故に此の雲の中の星の眞光度を知る事は容易である。若し我太陽が小マゼラン雲内にあるとするならば、その光度は 23 等級になるだらう。故に太陽位の光のものは到底見る事が出来ない。吾々が小マゼラン雲内に見る事の出来る星は皆巨星に屬する。小マゼラン雲内に於て最も光の強い星は 10 等である。上に述べた距離から計算するに、此の星の眞光度は -7 等級のものになる。

小マゼラン雲内で最も光の強い星々は皆温度の低いスペクトルを有するものである。即ち赤色がかつた星である。赤色の星は其の表面光度は弱い。故に其の表面の廣さ、従つて其の體積は飛んでもなく大きなものでなくてはならない。スペクトルと表面光度との普通の法則に依つて計算するに、此の雲の中の赤色の巨星の直径は 1000000000 籽位になる。これは大體木星の軌道の直径位のものである。故にマゼラン星雲内の光の強い星は大ていその直径が Betelgeuze (α Orionis) よりも大きいと言ふ事になる。

大マゼラン雲内の變光星に就ては今日未だ充分の研究が出来て居ないから、變光星に依つて其の距離を決定する事は出来ないが、大マゼラン雲に屬すると思はれる幽かな球狀星團の直徑から見當をつけるご大體 35000 parsecs 即ち 115000 光年位だらうご考へられる。

球狀星團内の星の分布——球狀星團内の星の分布に就ては、色々昔から理論的な又實際的な研究がされて居るが、近頃 C. Parvulesco 氏は Paris の天文臺に於て Lick 天文臺の寫眞の測定から三つの球狀星團内の星の分布の研究を發表して居る (C. R. 1925 十月)。即ち M9, M10 及 M12 の三つである。その結果は、

第一。此の三つの星團は中心部に於ては、星の分布の有様が非常に良く似て居る。即ち半徑を 1 ごすれば 0.2 以内では殆んど同様である。

第二。中心部に於て星が最も密集して居る。星團 (M. 9) に在りては其の周邊近くに於て最も疎な星の密度を有して居る。M. 10 に於ては其の逆になつて居る。即ち一般的に言へば、中心部の密度が大なる程周邊の密度は小さい。

第三。星の分布を示す曲線は中心部に於ては周邊に於けるよりも 5000 倍 6000 倍の密度を與へる。然し此の中心部ご周邊部ごの密度の比は主として星團の半徑の評価に依るものであるが、此の星團の半徑ご言ふのが測定にむつかしい。言ふ迄もなく星團の半徑を大にすれば此の比は大なるのであつて、星團の半徑は露出の時間を長くすれば大ご出て來る。けれども露出の時間を長くすれば中心部の密度は測れなくなる。

尙ほ Parvulesco は此等の星團内の星の分布に就いて理論的研究ご比較研究し、此等の星團内の星の分布を與へる式ごして、次の公式を誘出して居る。

即ち中心より r なる距離の星の密度 $\Phi(r)$ は

$$\Phi(r) = \left(\frac{3C}{3 + C^2 r^2} \right)^{\frac{5}{2}}$$

茲に C は常數で、M. 9 の場合には 6.1, M. 12 の場合には 5.7, M. 10 の場合には 5 である。

正誤——

前號本記事 31 頁の『巨星矮星説の進歩』中の挿繪の横軸は『眞光度 (ボロメトリック) 及スペクトル』ごあるは誤で本文に書いてある様に『表面光度 (ボロメトリック) 及スペクトル』ご訂正す。