

目 次

綜 合 報 告

小 岩 井 誠 : 夜光に就いて (III)	53
------------------------------	----

論 叢

加 中 武 夫 : 星のエネルギーの話 (I)	56
-------------------------------	----

抄 録 及 資 料

無線報時修正値	60
1 月に於ける太陽黒点概況	61
A. Pannekoek & G. B. von Albada: A Photometric Study of Some Stellar Spectra	61
Journal of Applied Physics Vol. 10, No. 11	62
地磁氣と太陽黒点	62
太陽のスペクトル型	63
今年のエロスの衝	63
白鳥座銀河分岐部の暗黒星雲	63
銀河系外星雲のスペクトルに現はれた禁制線 λ 3727 [OII]	64

天 象 欄

流 星 群	65
變 光 星	65
東京 (三鷹) に於ける星の掩蔽	66
太陽・月・惑星	66

社 團 法 人 日 本 天 文 學 會 通 常 總 會

来る四月二十一日 通常總會を開催致しますから、會員各位は萬障御繰合せの上御出席下さい。

日 時	昭和 15 年 4 月 21 日 (日) 午後 1 時より
會 場	東京府北多摩郡三鷹町 東京天文臺
議 事	(イ) 昭和 14 年度會務及び會計報告 (ロ) 評議員半数改選

春 季 講 演 會

日 時	昭和 15 年 4 月 21 日 (日) 午後 2 時より
講演題目及氏名	原子核の物理と星の進化論 加 中 武 夫 氏 光波に依る諸測定法(説明實驗あり) 渡 邊 襄 氏

參會者への注意

1. 來會者は靴又は草履を用ひられたし
2. 來會者は名刺に特別又は通常會員と記し受付に渡されたし
3. 交通は省線武蔵境驛より 3 軒半、京王電車上石原驛より 2 軒、兩驛より 40 分毎に乗合自動車の便あり
4. 今回は天體觀覽を行はず

綜 合 報 告

夜 光 に 就 い て (III)

小 岩 井 誠

§ 6. 夜 光 の 起 源

近來夜光の研究は大いに進み、夜光現象に就いての説明も一段と進歩して來たのであるが、其の根本原因に就いては未だ充分釋明されたとは考へられない。

夜光は極光と類似してゐることは前述の通りで、兩者の差異は勵起の度に依るものと考へられる。従つて夫等は同じ機構で説明されねばならぬ。

極光の最頻出現高度は100~200kmとなつてゐるが、夜光に於ては極光の如く視差に依り高度を決定し得ぬので其の測定は困難である。Cabannes及びDufay⁽¹⁾は分光器の細隙の前に反射鏡を設置し、天頂と地平線からの夜光輻射線強度を比較し、其の發光域を地上約200~300kmと求めてゐる。又ChapmanはRayleighの $\lambda 5577$ に關する絶對光輝測定結果を用ひて酸素原子の數を推量し、之から $\lambda 5577$ の發光域を120~220kmと推定してゐる。勿論元素の種類に依り發光層の高さは異なるであらうが、極光出現高度を考慮して夜光は約200km上層で發輝するものと考へて大過はないであらう。

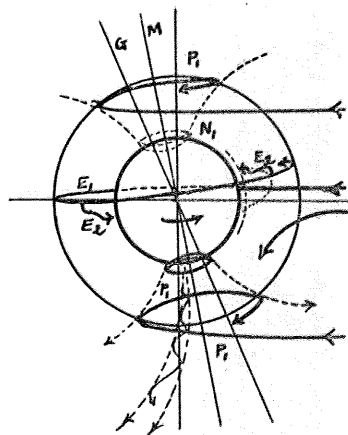
備、極光及び夜光の研究から上層大氣の組成は主として酸素及び窒素であることが知れたが、然らば夫等の發輝線の起る機構は如何であるか。

Dauvillier⁽²⁾は1932年、大氣の上層に起る諸現象に好都合な假説を提出した。此の假説は太陽面、特に太陽子午線附近の白斑から光速度に匹敵する大速度(10^{10} voltsのエネルギーに相當する)で射出される電子流を考へるのであつて、今此の電子流が地球に接近して磁場に入ると、極の方では大約地球の半徑と同程度で、赤道方面では其の二倍位の半徑の廻轉運動を始める。此の状態は恰

も地球半徑の二倍の半徑の球殻に類似した電子殻を形成してゐる。之等の電子は地球の上層に存在する酸素、窒素等の分子を電離して更に二次電子を生成する。之等生成された二次電子は矢張り廻轉を続けるが、其の速度は次第に減じ、従つて兩

極の方向に引かれつつ大氣の下層に突入する。

斯くして大氣の比較的下層に突入した電子は、大氣を形成する分子を電離しつつ次第にエネルギーを消耗して或る一定の大氣密度の所まで下降すると、其の全エネルギーを



第 11 圖 太陽より射出された電子流の運動

失つて了ふのである。此の電子の通路は下層に進むに従ひ光輝を増大し、或る高さの所で急に切斷された如き觀を呈する輻射層を形成するのであつて、此の輻射は突入電子に依り作られたイオンの中の際發輝されるといふのである。即ち之が極光であつて、その形も説明出來ると述べてゐる。尙直接太陽から飛び來つた極に近い所の一次電子(第11圖P₁)は、絶えず兩極の上層に輪を畫いて存在し、之が發光して所謂均等性圓弧狀極光となると述べてゐる。此の極光の強度變化は事實太陽の活動及びコロナの分布状態に密接な關係が

(1) Comptes rendus, 198, 306 (1934); Helv. Phys. Acta 8, 405 (1935).

(2) Rev. Mod. Phys., 8, 17 (1936).

あり、前述の電子流の平均エネルギーを 10^{10} E.V. と假定した状態と良く一致するのである。

夜光は然らば如何といふと、第 11 圖の E_1 の如き赤道附近の一次電子に依ると考へるのである。此の電子が前と同様に二次電子 E_2 を作り、夫等が更に磁力線に沿ふて中緯度に進み、此處で夜光を發輝するのであつて、赤道近くで弱く緯度と共に強度が増大すること迄説明出来るといふのである。尙、 $\lambda\lambda 5577, 4425, 4171$ 等の強度の年變化が低緯度地方に出現する極光の頻度と一致してゐる事實も（第 6 圖参照）此の説で解決出来ることになる。

Dauvillier は二次電子に依り起る夜光の發光機構に關しては何も述べてゐない。

Cabannes⁽⁶⁰⁾ は Dauvillier の説の二次電子が窒素の準安定分子及び酸素の準安定原子を生ぜしめると考へ、それから先の過程を次の如く考へてゐる。

今 $N_2(A)$ 及び $O(^1S)$ (何れも準安定状態) の數が N_2 及び O (何れも正規状態) の數に比例するとして、 $\lambda 5577$ 及び Vegard-Kaplan bands の光輝比から N_2/O を $3/1$ と考へ、又酸素の $2/3$ は二次電子に依り解離されて原子状態にあるとせねばならない。

大氣の上層に於ける分子密度は稀薄なので $N_2(A)$ の壽命は相當永いのであるが、勿論正規状態に復歸することも可能であり、此の際禁止帯 $A \rightarrow X$ (Vegard-Kaplan bands) が輻射されるものと考へられる。酸素に就いても亦之と同様な過程が考へられるのであつて、 $\lambda 5577$ は準安定状態の 1S_0 から 1D_2 への轉移に依り、又 $\lambda\lambda 6300, 6364$ は各準安定状態の轉移 ($^1D_2 \rightarrow ^3P_2$) 及び ($^1D_2 \rightarrow ^3P_1$) に依り勵起されるのである。比較的下層の大氣に於ては、粒子の衝突に依りエネルギーの相互交換が可能で、例へば $O(^1S)$ と $N_2(A)$ 、或は $O(^1S)$ と H_2O が互にエネルギー交換を行つて、各窒素の Second positive bands 或は H_2O の振動スペクトルを發すると考へる。

以上は Dauvillier の電子説を基として Cabannes が敷衍した夜光發輝の簡単な説明であるが、最近 Chapman⁽¹⁾ は、Dauvillier とは全く異なる假定の下に、其の發光機構を考へてゐる。

Chapman は夜光のエネルギー源泉を直射日光に歸し、晝間日光に依り解離された酸素原子が其の根源であると考へてゐる。日光中の紫外線は第一に勵起エネルギーに變ずることに疑ひはないが、此の形で蓄積されたエネルギーは極めて短時間に消滅してしまうと考へねばならない。解離されたイオン及び電子の持つ解離エネルギーは、酸素分子から原子に解離される時のエネルギーの二倍或は三倍である。然し中性原子に解離される酸素分子の數はイオンの數より遙かに多いと考へられるので、寧ろ夜光のエネルギーの源泉を酸素の解離エネルギーに歸した方が良いのである。

偕て、日光（特に紫外線）に依り解離された酸素の二原子は、夫等二個が何れも最低準位 3P にあるか、或は一個は 3P で他の一個は勵起状態 1D にある場合の二つを考へて見る。然し準安定状態 1D の壽命は精々 100^6 位と考へられるので、日没と殆んど同時に總ての 1D 原子は 3P 状態に復歸して了ふ。偕、 1D 原子から酸素分子を作る際放出するエネルギーは 5.1 volts である。之が夜光の主なる輻射エネルギーであつて、此の外にもイオンと電子の結合の際に生ずる 12 volts 或は夫以上のエネルギーを發する過程も多少行はれてゐるであらう。

中性酸素原子が結合して分子となるためには、エネルギー及び運動量の保存條件を満すために、第三の粒子 M を必要とする。即ち原子の再結合に依り生ずる解離エネルギーは其の一部は酸素分子及び M 粒子の運動のエネルギーとなり、他の一部は M 粒子の勵起に費されると考へられる。此の M 粒子としては窒素分子或は酸素原子を擧げることが出来るが、上層大氣中に於ては酸素より窒素が遙かに豊富であると考へられるので、窒素分子が主として M 粒子の役をなすであらう。

窒素分子の大部分は最低準位にあると考へられ、之が勵起されるためには 6.2 volts 以上が必要である。然るに最低準位 3P にある二個の酸素原子から生ずるエネルギーは、窒素分子を勵起するに要するエネルギーより少ないのであるから、窒素分子の勵起は此の三粒子の衝突からは起り得るとは考へられぬ。又若し M 粒子として酸素原子

(1) Phil. Mag., 156, 657 (1937).

(3P にある)を考へる時は、解離エネルギー(5.1 volts)は何れか一個の原子を 1S 準位(4.2 volts)に勵起せしめた上に(第8圖参照)、更に殘餘のエネルギーは酸素分子の運動(振動或は廻轉)を可能ならしめる。 1S 準位にある酸素原子が 1D 準位に歸る際例の $\lambda 5577$ を輻射するのであつて、此の輻射の後には 1D 原子と O_2 が残ると考へるのである。

1D 原子は更に夜光中の $\lambda\lambda 6300, 6363$ を輻射して夫等の勵起エネルギー全部を失ふものとするのであるが、更に 1D 原子の一部は中性酸素原子 3P と衝突して O_2 を構成し、此の際 $5.1+1.96=7.1$ voltsのエネルギーを生ずる。斯くして第三の粒子 M が窒素分子である場合にも、其の分子を勵起するに充分なエネルギーが存在することになる。

此の結果窒素分子は $A^3\Sigma_g$ (6.2 volts)状態に勵起され、更に三粒子衝突の際の運動エネルギーが0.3 volts程の微量だけ勵起エネルギーに變ずるならば $B^3\Pi$ (7.4 volts)の勵起状態に轉移出来るのである。此の $B^3\Pi$ 分子はFirst positive bandsを輻射して $A^3\Sigma_g$ 準位に復歸するのであらう。

斯様にして 1D 及び 3P 状態にある酸素原子各一個が結合することに依り勵起された總ての窒素分子は結局は $A^3\Sigma_g$ 状態に落ち付くことになる。此の $A^3\Sigma_g$ は準安定状態であり、大氣の上層は密度が小なので勵起エネルギーを全部輻射し終るまでには多少時間がかかる。此の時の輻射が夜光中に於て重要な役割をしてゐるVegard-Kaplan bandsであらう。若し又勵起エネルギーを輻射する前に他の粒子に衝突する時は、其の粒子は最低準位の窒素分子なる場合は衝突に依り大なる變化は起らぬと考へられるが、若しその粒子が正規状態の O なる場合は、此の酸素原子は 1S (4.2 volts)状態に勵起され、其の結果は $\lambda 5577$ を發輝して 1D 状態に復歸する。此の 1D 原子は又 3P 原子と再結合し、其の結果生ずるエネルギーは N_2 を $A^3\Sigma_g$ 準位に勵起することは前述の通りである。

斯くして酸素の $\lambda\lambda 5577, 6300, 6863$ 及び窒素のVegard-Kaplan-bands, First positive bandsの發輝機構は説明出来たのである。

尙、夜光中に微弱に存在するSecond positive bands及びFirst negative bandsに就いては、先に述べた窒素帯より大なるエネルギー(各11.0及び19.6 volts以上、但し最近準位より)を必要とする。然し勵起状態にある N_2^+ から發輝されるFirst negative bandsは、正規の N_2^+ が3 volts程度のエネルギーを得ることに依り發せられる。此の勵起はイオンと電子の再結合に依り生ずるとも考へられるが、更に $A^3\Sigma_g$ 状態にある準安定 N_2 分子或は正規の窒素イオンが、酸素の再結合の際生ずるエネルギーを、各4.8或は3 volts程度得ることに依り起されると考へるのが確かかも知れぬ*。

§ 7. 尾 語

總て研究には目的がなくはない。夜光、極光の研究は上層大氣の組成及び状態の解決を目的とするのであるが、上層大氣の全貌を知悉するには未だ前途遼遠である。上層大氣の研究方法としては、音波の異常傳播、流星、地球磁氣、電波等があるが、夜光と電波とは最も有力なる武器であると信ずる。

尙、太陽コロナ、新星、惑星狀星雲等が、地球上層大氣の状態を解決するに當り多少參考となることもあることを一言述べて置く。

例へば1934年のヘルクレス座の新星に於ては中性酸素の三本の輝線を認め、而も不規則な強度變化を觀測した。又惑星狀星雲中に於てはRed lines($\lambda\lambda 6300, 6364$)のみが現はれて綠線($\lambda 5577$)は認められぬことが多い。此の事實は原子の衝突が充分少なく、そのため中性原子が最低準位に容易に復歸し得ることを示すものであらう。以上から地球上層大氣の密度は惑星狀星雲よりは遙かに大なることが推量出来る。多分上層大氣は惑星狀星雲よりは新星の初期の大氣に近く、新星爆發の過程に於て其の大氣が地球の夫れと類似の瞬間があると想像される。

大分長々と述べて來たが、以上で夜光に關する

* M. N. Saha (Proc. Nat. Inst. Sciences of India, Vol. 1, 217, 1935)は充分強い紫外線を O_2 分子が受けると電離して O_2^+ イオンを生じ、此の O_2^+ が夜間電子を捕へて、場合に依り種々な轉移を起すことを述べてゐる。尙窒素に就いても同様な過程を與へてゐる。

限りに於ては現在迄に知られてゐる知識の大方を述べ盡したと考へる。夜光に就いて興味を持たる

る人士に多少なりとも参考となれば筆者の本望である。(完)(1939年10月柿岡地磁氣觀測所にて)。

論 叢

星のエネルギーの話 (I)

畑 中 武 夫

星の内部構造論や進化論に重要な部分を占める星のエネルギー生成の問題が、最近二三年間に活潑に論議され、その一部がやうやく結果に到達した感があるので、この機会に簡単に星のエネルギーの問題を展望し、それに關聯して二三の興味ある問題を考察する事にした。なるべく數式に依らず、又必ずしも嚴密な云ひ廻しに従はなかつたので、不満足な點があるかも知れない。筆者の非才とともに御叱正を乞ふ次第である。

1. 星のエネルギーがどうして出来るかと云ふ問題は、天文學の中でも最も興味深い。又神祕にまつまれた謎である。星は絶えず虚空に輻射を放出し、放出された輻射は再び星に還ることはない。遠くの星を考へるに及ばない。我々の太陽は毎日輝かしく地球を照らし温めてゐる。そして少くとも我等の知り得る限り、殆んどその輝きの弱つた徴は見えないのである。絶えずエネルギーが補給されるのでなければ、太陽はもつと速かに冷却して行かねばならない。どこにエネルギー補給の途を見出すのであらうか。

過去に於いて、太陽エネルギーの根源については、化學的な爆發や化學反應であらうとか、太陽が次第次第に收縮して行くから高温を保ち得るのであらうとかの考へが出された。最後の説は前世紀に到達し得たすべての理論のうちで最も長い太陽の「年齢」を與へたのである。つまり安定な星では、表面からエネルギーを放出しつつ星が收縮する。はじめ非常に大きな半徑をもつてゐたとし(數學的には無限大)、現在の半徑になるまでに使用出来るエネルギーを平均のエネルギー放出量で割れば今迄の年齢が出る。實際の計算には星の構造を知らなければならぬが、普通の構造(詳しく述べる事は略する)を假定し、現在の程度の熱を放出しつつ置けたとすると、我々の太陽は既に二千萬年(2.10⁷年)経過してゐる事になる。太陽の年齢が二千萬年であれば地球はそれよりは「若

く」なければならない。ところで地質學者の方からは、地球の年齢は約二十億年(2.10⁹年)といふ數字が出て来て、子供の地球の方が太陽よりも柄はづれに「老人」といふ誠に困つた事になつてしまつた。

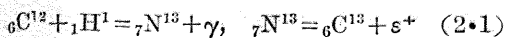
その後放射性元素が発見されたので、放射線を出す元素が太陽内に貯藏されてゐるといふ考へも出たが、減衰週期の關係から、年齢を説明するには足りなかつた。相對性理論によつて質量とエネルギーが同等である事が示されてから、「質量輻射」の考へが出され、ある學者はプロトンと電子が衝突して輻射になるといふ説を出したが、しかし實際にさういふ事は行はれず、ずつと後に陽電子(ポジトロン)が発見されて陽電子と電子が合一して輻射になるといふ機構が明かにされたけれど、星のエネルギー生成を説明するには足りなかつた。

去年になつてやうやく太陽やその他主系列の星のエネルギーが、四個の水素原子核から一個のヘリウム原子核を生成する機構によつて説明されたのである。原子核反應の説は約十年前にも唱へられた事があつたが、1937年頃から再び取上げられ、特に v. Weizsäcker や Gamow 達の多くの暗示に富む研究から、昨年(1939)の Bethe の論文によつて略々明かにされたのである。上記の人々はいづれも現代のすぐれた理論物理學者で、天文學と物理學との美しい握手がここにも見られるのであ

る。

2. 原子核は原子の中心を占める核で、その周囲に幾個かの電子が或る確率的な分布で存在して(電子雲)原子を造つてゐる。原子核は數個のプロトンと中性子とから成ると信じられてゐる。プロトンの電荷を e とすると、プロトン數(Z)倍だけの陽電荷(Ze)をもち、又酸素の原子量を16としたとき、プロトンも中性子も質量はともに1に近いから、原子核の質量はプロトンと中性子の數の和に極めて近い數になる。その近い數(整數)を質量數とする。元素の種類はプロトンの數によつて決まるので、例へばプロトンが7個ある核は窒素で化學記號Nと書かれるが、中性子の數によつて同じ元素中でも幾種類もある。たとへば窒素の場合中性子が7個あれば質量數14、もう一つ中性子の多いものは質量數15の窒素でこれらを夫々 ${}^7_7\text{N}^{14}$ 、 ${}^7_7\text{N}^{15}$ と書く。左下の7は荷電數であるが、7であれば窒素であるから省略する事も多い。かういふものを同位元素と云つて、窒素では「安定」な同位元素は今のところ上の二つである。我々のすぐ手近かにある窒素は、これらが99.62:0.38の割合で混つたものである。

ところで原子核にプロトンや、中性子や、プロトンと中性子の結合した重水素核や、プロトン二個と中性子二個が結合した α -粒子(ヘリウム原子核)や、又 γ 線で衝撃をあたへると、その原子核を異つた原子核に變換させる事が出来る。たとへば普通の炭素 ${}^6_6\text{C}^{12}$ をプロトン(これは水素の原子核であるから ${}^1_1\text{H}^1$)で衝撃すると質量數13の窒素(${}^7_7\text{N}^{13}$)が出来て、同時に γ 線が放出される。この際出来た ${}^7_7\text{N}^{13}$ は「安定」な原子核ではなくて、陽電子(ポジトロン)を放射する「不安定」な元素である。即ち一種の「人工放射能」をもつ窒素である。以上の反應を普通の化學反應式のやうに



と書く。窒素について云へば、人工放射能をもつものはもう一つ ${}^7_7\text{N}^{16}$ が知られてゐる。これは電子を放射する。 ${}^7_7\text{N}^{13}$ や ${}^7_7\text{N}^{16}$ を造るにはこの他に幾種類も方法がある。人工放射能をもつ元素は現在では二百種以上知れてゐる。放射性元素は夫々固有の速さで減衰し、外界の状況にはよらない。

半衰期は上の ${}^7_7\text{N}^{13}$ は11分、 ${}^7_7\text{N}^{16}$ は約8秒である。人工放射性元素の中には同じ原子番號で同じ質量數でありながら、性質の異なるものがあると考へられてゐる。 Se^{44} はその例で、これは陽電子を放射するが、半衰期は4時間と52時間の二種類ある。これを異性核と呼んでゐる。

3. 原子核の中をみると、中性子と陽子ばかりであるから、同じ陽電荷をもつた陽子相互間の斥力のみが強く、原子核が安定に保たれないやうに思はれる。(中性子は電荷を持たず、又萬有引力は問題にならない程小さい)。即ち古典理論からは原子核を安定に保つやうな核内粒子間の力について何も云ふ事が出来ないのである。それで中性子相互間、中性子と陽子の間、陽子相互間に、非常に近づいた時に引力が働くものと考へる。その力の種類、又働き方については種々の議論が行はれてゐて、ここで詳しく觸れる事は出来ないが、現に湯川博士がこのやうな素粒子間の力の研究から、メソトロン存在を豫言されたのは周知のことである。

原子核を何になぞらへたらよいかと云ふと、現在では液體の滴、たとへば水滴に類似をとつてゐる。高速度粒子が核内に入つて他の粒子が出る事は、水滴に彈丸が飛込んで溫度が急に昇り、水滴が蒸發することになぞらへる。昨年を始めからウランやトリウムなどの重い原子核に中性子をあてると、二つの原子核に分裂する事が知られたが、この過程も液滴模型である程度まで説明されるやうである。このやうな類推は、やがて新しい原子核の統一理論を生むであらう。

4. さて本題にかへつて、原子核變換を人工的に行ふ際、プロトンや重水素核等のやうな帶電粒子で衝撃する場合には、その帶電粒子を高速度に加速しなければならない。サイクロトロンはそのやうな高速度帶電粒子を得る一つの方法で、現在では數百乃至千萬ヴォルトの加速をすることが出来る。速度の速い帶電粒子が必要なわけは、核自身と粒子とが同じ符號の帶電荷を持つてゐるから、それを押し切つて内に入りこむだけのエネルギーを與へなければならないからである。少し詳しく云ふと、帶電粒子が原子核の場でもつポテンシャルは、遠い所ではクーロンの斥力で、

距離が近づくとつれポテンシャルは距離に逆比例して増す。しかしある所で山になり、その内部にポテンシャルの穴があつて安定になる。もし粒子のエネルギーがこのポテンシャルの山よりも大であつたら、原子核内に入り得るであらうと云ふ事は當然考へられるのであるが、粒子のエネルギーがこの山よりも低くても内に入り得るのである、恰も壁を透過するやうに。古典理論から云へばこのやうな事はどうしても起り得ないのであるが、量子力学によるとこれが可能になつて、數量的にもわかる。この「透過」する事はウラニウム等の α -放射性元素から放射される α -粒子のエネルギーが、そのポテンシャルの山よりもずっと低いことを説明するために、はじめて考へられたのである。さて粒子のエネルギーの大きなほど重い原子核内に入り得るのであるが、星の内部ではサイクロトロンに代りに高い温度がプロトンを加速する。しかし星の内部の數千萬度は數十キロヴォルト程度で、むしろエネルギーの大きなプロトンではない。且つ同じ速度の粒子ではなくて、ある平均速度を中心に Maxwell 型の速度分布をもつプロトンの混合である。此のやうな場合の透過の確率は Gamow と Teller によつて與へられた。

しかし、もし幸ひにして粒子が壁を透過して原子核内に入つても、考へる反應が必ずしも起るとは限らない。もとの粒子が再び放出される事もある。他の反應を惹起する事もある。上に述べた液滴模型的に考へると、一つの核に新しい粒子が入りこむ事によつて別の中間的な核が出来、その際エネルギーがたまたまもとの粒子に集中するともとの粒子が出、別の粒子に集中するとその粒子が出ると考へられる。又、粒子が出ないで餘分のエネルギーが γ 線の形で放出される事もある。このやうに變換は一時に行はれず、二段にわけて行はれるものと考へられてゐる。もしポテンシャルの壁を透過して核内に入り得た時に、實際どれ程の割合で考へる反應が起るかは、大抵實驗の結果から求められる。又、實驗結果の不詳な反應についても、大體理論的に計算する事が出来る。従つて星の内部の温度をきめれば、與へられた反應が起る確率を知る事が出来るわけである。

5. はじめに原子核はプロトンと中性子とから

成ると述べたが、原子核の質量を調べてみると、それを構成してゐるプロトンと中性子の質量の和よりも少い。この質量の差が原子核の結合のためのエネルギーになつたと考へられる。(相對性理論によれば、 m 瓦の質量は mc^2 ダインのエネルギーに相等する。 c は光の速度で $3 \cdot 10^{10}$ 糎/秒)。原子核反應の際に放出されるエネルギーは、反應にあづかつた物質と生成物質の質量の差で與へられる。従つて正確な質量を知れば、その反應によつて生じるエネルギーが計算出来る。質量の表は原子核物理学の書物に大抵掲載されてゐるから、ここには省略する。

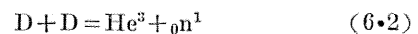
6. さて星の内部では一體どういふ原子核反應が行はれてゐるであらうか。第一に考へられる事は、恐らく星の内部では水素が多いから、水素の原子核(プロトン)が重要な役割をするといふ事である。v. Weizsäcker は面白い考へを出して、星がはじめ水素ばかりで出来てゐたとする、そして水素同志の反應から始つて次々に重い元素が出来て來たとして、その際に放出されるエネルギーで星のエネルギーを説明し、同時に星の中での元素がどれ程の割合で存在するかと云ふ事を理論づけようとしたのである。この假説が困つたのは、ウランのやうな自然放射性元素が、非常に短い半減週期をもつ元素を中間生成物として逆に出來上らなければならないといふ矛盾であるが、しかし星にある元素の分量を原子番号順に書いてみると、割合によく並んで、重い元素ほど減少してゐる。これは他にも理由があるかも知れないが、恐らく水素から順次に重い元素が造られたためであらうと v. Weizsäcker や Gamow は考へたのである。

もしも水素ばかりから出發したものとしたら、一番最初に行はれる反應はプロトン同志の衝突で

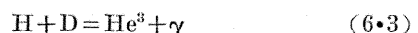


即ち重水素核(D)と陽電子を生ずる過程である。

そしてもし出来た重水素核が



で中性子(n^1)を生じたら、この中性子が次々の元素をつくり上げて行く働きをするであらう。ところが Bethe 達の計算によると(6・1)の次には

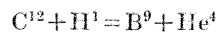


が非常に速さで起つて重水素核がプロトンと結合してしまふから、重水素核はプロトン 10^{18} 個に對して 1 個の割でしか存在せず、(6・2) の反應は殆んど起り得ない事がわかつた。He³ は結局プロトンを捕獲して He⁴ になるので、四個のプロトンと二個の電子から一個のヘリウム原子核が出来る過程である。前にのべた考へに従つて各反應の確率が判るのであるが、一組の反應が組合はされた時、それが完結するまでの時間は實際上一番遅い反應できる。今の場合は (6・1) が一番遅く、計算の結果「星の内部の標準状態」(これを今後標準状態) と略すことにする) では一瓦につき 2.2 エルグ/秒のエネルギーを生ずることがわかつた。放出するエネルギーを絶えず補ふためには太陽では平均として一瓦につき 2 エルグ/秒のエネルギー生成がなければならぬから、これでは不足である。何故なら、エネルギー生成に與るのは恐らく星の中央部のみで、質量にして星全體の數十分の一程度の部分に限られてゐるであらうから。ここで「標準状態」と云つたのは、太陽の中心部に考へられる状態で、數值的に云つて、「温度 $2 \cdot 10^7$ 度、密度 80、水素の量が重さで 35%」を採用してゐる (Bethe)。この數値を變へれば結果に影響する事は勿論であるが、しかし星の構造を違へてみても、中心の状態がそれほど變つて來ないとのことである⁽¹⁾。星の構造については後で觸れる機會があると思ふ。

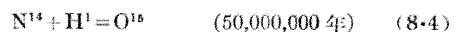
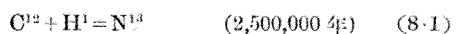
7. (6・1) がエネルギー生成を説明するに足りないから、實際行はれてゐる反應を知るために、徹底的に調べてみる事にしよう。H 同志の反應以外、他の元素とプロトンとの「標準状態」での反應速度を上記述べた方法で計算すると、H² 以上 B¹¹ まで特に H², H³, Li⁶, Li⁷, Be⁹, B¹⁰, B¹¹ は星の年齢にくらべて非常に速くプロトンと反應をおこしてしまふから、その元素の「平均壽命」は短く、新しく補給されなければ、忽ち消費されてしまふ事がわかつた。換言すれば、これらの元素は原子核反應で絶えず生成される量しか存在出來ない。前にのべたやうに (6・2) で中性子が造られる事は非常に稀で無視してよい程度であるから、これらの元素が作り上げられるといふ v. Weizsäcker や Gamow の考へは否定される。これらの元素は星

が現在のやうな「標準状態」になる「以前」から、なければならぬのである。もし星の内部に多くの中性子があつたら? 中性子は荷電を持たないから原子核に入りやすい。従つて反應は極めて起りやすく、又、多量のエネルギーを生ずるであらう。もし星の内都に中性子が多くあつたとしたら、それは恐らく瞬時のうちに反應をおこして消費されてしまふかも知れぬ。そして我々の考へるやうな状態では、やはり常に新しく造られる中性子だけが問題になるであらう。しかし (6・2) の反應で中性子が出来る事は非常に稀だが、一個の中性子が捕獲されて二個の中性子を出す反應もあり、ウラン等を中性子で衝撃して核分裂を起す際、數個の中性子が出来るさうであるから、これらが中性子を補給する役目をするかも知れない。この問題はまだ疑問である。

8. 炭素、窒素になると様子がかはつて來る。C¹², N¹⁴ がプロトンと反應をおこすのは、平均して $2.5 \cdot 10^6$ 年及び $5 \cdot 10^7$ 年に一回といふ非常に稀な事になり、従つてこれらの元素は長い「平均壽命」をもつてゐる。且、Li, Be, B にくらべて核が安定であるから、たとへば



などとなる事はあり得ない。それで我々は Bethe とともに次のやうな反應の「連鎖」を考へる事が出来るのである。



即ち 4 個のプロトンと 2 個の電子から 1 個の α -粒子をつくり、炭素と窒素とはその反應の「觸媒」の役目をし、自らが消費される事が無い。((8・1) 及び (8・2) ははじめに例にとつた (2・1) と同じ反應である。)

反應式の右に書いたのは「標準状態」で何年に一度その反應が起るかを示すもので、上の「連鎖」が完結するまでの時間は事實上 (8・4) で決る。

(1) この點については Bethe の論文 (Phys. Rev., 55, 434, 1939) の註 37a 参照

(8・1) から (8・6) までの反應で出るエネルギーは質量から計算出来る (但し (8・2) 及び (8・5) では陽電子を出すからその際中性微子 (ニュートリノ) に與へるエネルギーを差引いておく). 従つて毎秒どれ程のエネルギーが生成されるかは星の状態によつて求められるのである. 上にのべた「標準状態」で且窒素が重さで 10% 存在するとすると太陽の毎秒のエネルギー生成は 1 瓦につき 100 エルグになる. 前述のやうに, 太陽の平均のエネルギー生成量は 1 瓦につき毎秒 2 エルグであるから, 太陽全體の數十分の一が實際エネルギー生成に與ると考へるならば, この數字は極めてよく一致する. なほこの反應の起る確率は非常に温度に左右されて, 大體 T^{18} に比例すると計算されてゐる.

炭素・窒素より重い元素では最早反應の起る確率が減つて, 我々の考へるやうな状態では問題にならなくなる. プロトンの代りに α -粒子を考へると, ポテンシャルの山が高くなつて, 反應はやはり起りにくい. 従つて我々は論理的な歸結として當然上の「連鎖」を考へなければならなくなるのであるが, これは同時に太陽のエネルギー生成量を數值的に説明出來たのである.

9. 太陽以外の恆星についてこの反應がエネルギー生成を説明出来るかどうかを, Bethe の與へた表を引用して調べてみよう. 第 I 表のうち最後の欄以外は Strömgren の論文にあるもので, 最後の欄は「炭素・窒素反應」でエネルギー生成が行はれるものとし, 窒素が 10%, 且中心部で平均のエネルギーの 10 倍が生成されるものとしたときの中心の温度で, そのすぐ左の積分で求めた中心温度と比べて極めてよく一致してゐることが判る. もし窒素の量が 1% に過ぎなくても, 中心温度が 18,500,000 度のかはりに 21,000,000 度であれば同じエネルギーを生じ得る. 太陽と白鳥座 Y 星とが輻射量で數百倍の差異があるのに中心温度

が二倍にすらならない事は (積分からもとめた温度でも), エネルギー生成の反應が温度に非常に依る事を示すもので, 我々の求め得た反應が T^{18} であることを顧みて首肯しうるのである. たゞ第 I 表のうち, カペラのみが一致しないことは注目すべきである. カペラは太陽より温度も密度も小で

第 I 表

* 星	輻射量 (エルグ/ 瓦秒)	中心 密度	水素 の量 (%)	中心温度 (單位百萬度)	
				積分値	エネルギー 生成量から
太陽	2.0	76	35	19	18.5
シリウス	30	41	35	26	22
カペラ	50	0.16	35	6	32
蛇造座 U 星	180	12	50	25	26
白鳥座 Y 星	1200	6.5	80	32	30

* 連星の場合はすべて輝星をあらはした.

あるのに多量の輻射を出す星で, 第 I 表の他の星が主系列に屬するにかゝはらず, これは巨星に屬する. 従つて我々の「炭素・窒素反應」は主系列に屬する恆星のエネルギー生成を説明する事が出來るに止ると云はねばならない. なほ「炭素・窒素反應」は v. Weizsäcker も獨立に發表してゐる.

さて「炭素・窒素反應」は温度によつて非常に左右されるので, 中心温度の低い星では (6・1) の「水素・水素反應」の方が重要になる. 後の反應は $T^{4.5} \sim T^{13}$ の程度で, 前者に比べて温度が下つても反應の速度の減少が少いからである.

かくて我々は次の結論に到達する. 『主系列に屬する恆星ではエネルギー生成は主として「炭素・窒素反應」((8・1)~(8・6)) によつて行はれ, 中心温度の低い星では「水素・水素反應」((6・1) 及び (6・3)) が有力になつて來る. その際いづれも 4 個の水素原子から 1 個のヘリウム原子がつくられる. 水素は云はゞ薪であり, ヘリウムは灰である.』 (未完)

抄 録 及 資 料

無線報時修正値 東京無線電信所 (船橋) を經て東京天文臺より放送した今年 1 月中の報時修正値は次の通り

である.

學用報時は報時定刻 (毎日 11 及び 21 時) の 5 分前

即ち 55 分より 0 分までの 5 分間に 306 個の等間隔の信号を發信するが、此の修正値はそれら 306 個の信号の内約 40 個の信号を測定し平均したもので、全信号の中央に於ける修正値に相當せるものである。

分報時は 1 分より 3 分まで毎分 0 秒より半秒間の信号を發信するが、此の修正値はそれら 3 回の信号の起端に對する修正値を平均したものである。次の表中 (+) は遅れすぎ、(-) は早すぎを示す。(東京天文臺)

1940 Jan.	11 ^h		21 ^h		1940 Jan.	11 ^h		21 ^h	
	學用報時	分報時	學用報時	分報時		學用報時	分報時	學用報時	分報時
1	- .036	- .02	.000	+ .01	16	+ .068	+ .03	- .001	+ .02
2	- .013	00	+ .005	+ .01	17	- .007	+ .02	- .029	- .01
3	- .011	00	+ .003	+ .01	18	- .091	—	- .051	- .03
4	- .011	00	+ .024	+ .04	19	- .063	- .04	- .068	- .05
5	+ .022	+ .03	+ .070	+ .08	20	+ .134	+ .16	+ .006	+ .03
6	+ .070	+ .08	+ .054	+ .07	21	- .027	00	+ .034	+ .04
7	+ .037	+ .05	+ .052	+ .07	22	- .006	+ .02	- .031	00
8	+ .049	+ .06	+ .010	+ .02	23	- .068	- .04	- .065	- .05
9	- .009	00	- .009	00	24	- .065	- .05	- .009	00
10	+ .029	+ .05	- .012	+ .01	25	+ .033	+ .06	+ .030	+ .05
11	- .021	—	+ .016	+ .03	26	+ .091	+ .12	- .006	+ .02
12	+ .010	+ .02	+ .035	+ .05	27	- .010	+ .02	+ .002	+ .03
13	+ .044	+ .06	+ .048	+ .06	28	000	+ .02	+ .021	+ .04
14	+ .031	+ .04	+ .029	+ .06	29	+ .039	+ .06	- .005	+ .02
15	+ .023	+ .05	+ .020	+ .03	30	+ .012	+ .04	+ .050	+ .08
					31	- .017	+ .01	- .027	00

I 月に於ける太陽黒點概況

日	黒點群	黒點數	黒 點 概 況	日	黒點群	黒點數	黒 點 概 況
1	4	14	著しきものなし	17	4	55	II 長い鎖状となる
2	3	23	東部に稍々著しき群 (I)	18	4	64	II 優勢, 東に小群 (III)
3	4	41	I 増大, 他には見るべきものなし	19	4	47	II 減少, III 稍々増大
4	5	83	I 益々増大	20	5	68	II 益々減少, III 増加, 他に小群
5	4	65	I 大黒點群となる, 肉眼にて見ゆ	21	6	56	II, III 共に減少, 東に新群 (IV)
6	6	120	I 著し, 中央子午線通過	22	6	55	II, III, 非常に小さくなる
7	2	80	I のみ著し, 大きな半影を持つ	23	6	32	IV のみ稍々優勢
8	2	59	I 依然數多し	24	4	49	IV のみ數多し
9	3	41	I 西端に行く, 減少	25	5	29	IV 減少, 他は寂寞
10	4	44	I 西端にかゝる, 小群散在	26	5	44	小群あるのみ, 東に I 再び現はる
11	4	30	I 半ば隠る	27	6	52	小群散在
12	3	22	I 殆ど西縁に隠る	28	3	44	I のみ數多し
13	4	29	小群點在するのみ	29	3	48	I 數多し, 大きな半影を持つ
14	4	40	小群散在, 東部に稍々數多き群 (II)	30	2	41	I 擴がる, 依然優勢
15	5	45	II のみ稍々數多し	31	5	45	I 中央部にかゝる, 半影大きくなる
16	4	51	II 増大, 他には著しきものなし				

使用器械, 観測方法等については本誌第 31 卷第 4 號第 77 頁參照 (東京天文臺)

A. Pannekoek & G. B. van Albada: A Photometric Study of Some Stellar Spectra (Publ. Astr. Inst. Univ. Amsterdam. No. 6, 1939) 之は二部に分れて居る表記題名の論文の内の第一部で Catalogue of Line Intensities となつて居る。Victoria の Dominion 天體物理研究所の 72 吋望遠鏡に 3 プリズム分光儀

を取り付けて撮つたスペクトル乾板の整理である。乾板は 1924 年に撮られたのであるが、1927 年 Pannekoek の手許に自記測微光度計が入るまではそのままにしてあつた。測光方法は光楔による連続スペクトルを比較として用ひ、嚴密な方法によつて equivalent width を求めた。星は Cepheid 變光星 4 個で、 δ Cephei に就いて

は $4050\text{\AA}-4954\text{\AA}$ に至る約 1270 本のスペクトル線、 θ Cygni, π Cephei, δ Equulei に就いては $4012\text{\AA}-4984\text{\AA}$ に至る 1450 本のスペクトル線の equivalent width, 特に水素のバルマー系では 4 つの星に就き wing の測定値 γ が表にして記載されてある。

(藤田)

Journal of Applied Physics Vol. 10, No. 11(1939)

米國の應用物理學雜誌の特輯號で、應用分光學の一瞥を與へたもので、内容は分光裝置に關するもの、原子及分子の輝線及び吸收スペクトル、赤外分光學、分光學の觀測材料の整理、天體物理學に於ける應用等々が夫々専門家により記され著者及び題目、内容は次の通りである。

W. F. Meggers: Spectroscopic Apparatus (プリズム分光器、格子分光器、干涉計の一通りの説明から測微光度計、分光實驗に使用する光源に就いて述べて居る)

R. A. Sawyer: Qualitative and Quantitative Chemical Analysis by Line Emission Spectra (元素と元素が色々な割合で混合して居る場合、分光寫真から如何にして各々が檢出されるかと云ふ問題を取り扱つたものである)

W. R. Brode: Absorption Spectra as applied to Molecular Identification and Analysis (有機體の化學構造を吸收帶スペクトルによつて檢出する事を述べて居る)

G. R. Harrison: Compilations of Spectroscopic Data (スペクトル分析に必要な波長の表、標準波長の話)

H. N. Randall: Infra Red Spectra-Observation and Use (赤外域に於けるスペクトルの觀測方法を實例に就いて述べたもの)

G. H. Dieke: Molecular Emission Spectra (二原子分子の輝線スペクトルの分子の廻轉及び振動構造、エネルギー準位等を説明)

O. Struve: Astronomical Spectra-Modern Observation and Interpretation 主として近代的の觀測裝置及び理論を述べて居る。先づスペクトル分類にそのパラメータとして溫度及び壓力を考へた丈では充分とは言へない。著者によれば line の強さを變へる星の大氣の turbulence, line の輪廓に影響を與へるシュタルク効果、星の自轉に伴ふドップラー効果等が數へられると云ふのである。併し筆者にはスペクトル分類といふ問題に關する限り、寧ろ之等の物は別に切り離して考へた方が妥當の様に思はれるのである。

次に正常のスペクトル型に屬しない特別な星、即ち吸收線の外に輝線を持つて居る星の大氣の物理的説明として準安定なエネルギー準位の存在、星の大氣が熱力學的平衡から大分外れて居る事、輻射が黑體でない事等の理論を簡単に述べて居る。實驗的方面のトピックスとしては Bowen の星像移動裝置 (Image Slicer) が異彩を放つて居る。之は Russell の言に従へば「之を 100 吋望遠鏡に使用すれば 200 吋望遠鏡を之無しで使つたのと同

じ位効果がある」と云はれる程である。光學部分としては、大きいプリズムを使用する事が行はれ、例へば McDonald 天文臺の Coudé 分光儀では、厚さ 12 cm、長さ 23 cm 及び 20 cm の 63° 及び 32° の 2 プリズムを用ひて居る。又 Mt. Wilson ではバイレックスガラスにアルミニウム鍍した平面廻折格子を用ひて居る。それから又見逃す事の出来ないのは Schmidt カメラの應用であらう。即ち天體分光儀のカメラレンズとして Schmidt カメラを使用するのである。例へば Wilson, McDonald では $f:0.66$ の Schmidt カメラを使用する豫定ださうである。又 Schmidt カメラを對物プリズムに併用する事は既に考へられて居たが、之によれば微光星のスペクトル撮影に有効でスペクトルの統計の仕事には將來役立つであらう。星のスペクトルのエネルギー分布の測光は、測定すべき寫眞濃度の範圍が廣いので one step で仕終へる事が出來ず、今迄困つて居たのであつたが、Chalonge, Barbier, Arnulf 等は特別な方法をもつて、これを打開する事に成功した。

其の他特筆すべきものとしては、星雲スペクトル撮影に特別な考慮を拂つた星雲分光儀がある。現在の反射鏡が殆どアルミニウム鍍になつた事も、B. Lyot が日食外の太陽觀測に劃期的な貢獻をなした事も、現在の天體分光學を語る際には忘れてはならぬ事であらう。

(藤田)

地磁氣と太陽黑點 カナダの Agincourt に於ける地磁氣の觀測は 1898 年に始められ 1937 年までに太陽黑點週期の三倍を超過して居る。地磁氣の成分たる偏角、水平分力、及び直角分力の一つを E で表はすものとすれば何れも

$$E = a + bt + bt^2$$

で表はされ各年の平均の値から之を最小自乗法で解けば偏角は $a = -6^\circ 40'.53$, $b = -4'.00$, $c = +0'.021$ 水平分力は $a = 15953.1\gamma$, $b = -33.41\gamma$; $c = 0.015\gamma$ となり何れも殆ど直線となる。この式から出した値と觀測値とを比較して見ると週期的な殘差が残り、この殘差は太陽黑點のウォルフ黑點數を表はす曲線と非常に似て居る、その爲にこの係數を入れて

$$E = a + bt + ct^2 + d(R - 81.6)$$

とし、こゝに R はウォルフ黑點數、80.6 といふ値は計算を簡単にする爲に入れた常數である。この式を最小自乗法で解いて見ると偏角の方は

$$a = -6^\circ 36'.4, b = -4'.00, c = +0'.021, d = -0'.07$$

水平分力は

$$a = 15945.3\gamma, b = -33.34\gamma, c = -0.01\gamma, d = -0.21\gamma$$

となる。即ちウォルフ黑點數が 100 だけ増加すれば偏角に於て 7 分増加し、水平分力で 21γ 減少する事となる。

又之等三要素の日週變化の範圍の年平均はウォルフ黑點數と非常に似た變化をする。今之等のものがウォルフ黑點數と linear な關係があるものとし $E = a + bR$ で表はすとすれば、最小自乗法によつて

$$D=8.57+0.034R$$

$$H=27.8\gamma+0.247R$$

$$V=6.0\gamma+0.240R$$

となる。之等の要素の月平均の値を取つて見ると年週變化がある事が分る。大體に於て VIII 月に極大となり、III 月に極小となる。黒點數の多い年と少い年とを區別して見ると黒點數の多い年は變化が大きく、少い年は小さいが全體としては平均の變化と略々平行して變化する。

(W. E. W. Jackson, Agincourt Magnetic Data 1899-1937 and the Sunspot Cycle, Journal of the Royal Astronomical Society of Canada, XXXIII, 401, 1939) (服部)

太陽のスペクトル型 太陽の絶対光度に關する Kuiper の論文では Morgan, Kuiper の決めた dG 2 を太陽のスペクトル型として採用してゐるが(本誌 32 卷, p. 169), 其後 Morgan, Keenan が H γ で 110 Å per mm. のスケールで撮つた太陽のスペクトルからより正確な値を求めてゐる。太陽の中心から異つた距離の 4 個所及び晝の空のスペクトルを撮つて η Cas A (F 9), κ Cet (G 5), 107 Psc (G 9) を比較星として Mt. Wilson のシステムで其スペクトル型を決定した。次表は 4 個所に於ける太陽のスペクトル型であつて晝の空の修正が補されてゐる。

太陽中心からの距離 (半徑を單位)	スペクトル型 (Mt. Wilson)	有效温度
中心	G1	5990°
0.750	G4	5720
0.945	Gap*	5070
0.985	Kop**

* スペクトル型は Fe 4045/H δ の比から求めた。金屬線は dG9 より弱い。

** 金屬線 Ca+ は dK0 より遙に弱い。スペクトル型は Fe 4045/H δ の比から求めた。

太陽全體として見た時の輻射はスペクトル型の決定に使用される波長域では丁度太陽中心から縁迄の 3/4 の場所に於ける輻射と同様であるから、太陽のスペクトル型は G4 を採るべきであらう。同時に掲げた有效温度は Unsöld が求めた 5713° (太陽輻射の平均) から Milne の limb-darkening の式を使つて計算したものである。(W. W. Morgan and P. C. Keenan; Publ. A. S. P. Vol. 51, p. 355, 1939) (清水)

今年の Eros の衝 433 Eros は今年の VI 月 16 日に衝になる筈であるが、位置が南過ぎるので、北半球より

0 ^h U.T.	α 1950.0	δ	lgr	lg Δ	d	P	m _{pg}	A	ΔA	
	^h	^m			°		^m	^m	^m ^m	
III 24	17 57.4	-38 58			-17		13.51	1.04		
IV 1	18 12.4	-39 38	0.172	9.984	-15	41.6	13.43	1.09	0.7-1.5	
	9	18 24.8	-40 13		-13		13.32	1.13		
	17	18 34.3	-40 46	0.186	9.942	-12	37.6	13.19	1.16	0.8-1.5
	25	18 40.3	-41 18		-12		13.06	1.18		
V 3	18 42.2	-41 48	0.198	0.898	-12	32.6	12.91	1.17	0.7-1.5	

P: 位相角, A: 變光範圍, ΔA : Eros 自轉軸の $\pm 15^\circ$ の變化による變光範圍の變化。(廣瀬)

の觀測には都合が悪い。然し光度變化の研究上には都合のよい時であるので、Berlin の J. Stobbe は精しい光度豫報を發表してゐる (A. N. 269, 99, 1939) Eros の自轉軸の方向は 30° 程度の變化が疑はれて居り、之が變化すれば従つて變化範圍が變るものである故、本豫報には Kleine Planeten 1939 の要素による 1939 III 11 より 1940 III 29 日に到る 8 日毎の位置及び、Eros 自轉軸の方向をその平均値 $\alpha_0=350^\circ$, $\delta_0=+38^\circ$ として、地球の Eros 中心赤道座標 a, d が計算してあり、 d の大きい時は勿論變光は微弱である。(範圍 = $1.50-0.0028^m$) 其他 Min. の時刻, 振幅, 光度其他各般の變光觀測上必要な數値が 8 日毎に與へてある。

本年は光度は最高 12.2^m (寫眞光度) に達するに過ぎず、距離は 0.692 天文單位即ち 104 000 000 km である。衝の時の Eros の赤緯は -40° で、遠のくと共に北上し、本年末には -12° となる。

今回の衝で地球が Eros の赤道を通過するのは、即ち最大變光期は上記 α_0, δ_0 によれば X 月 15 日で、 15° の極變化の方向に従ひ、此時期は III 月 29 日又は XI 月 20 日迄移り、前者の方向なら IX 月 4 日頃迄大體極大範圍が續く筈で、極大變光の時期の決定が希望されてゐる。豫報の一部を上記す。

白鳥座銀河分岐部の暗黒星雲 Berlin の H. Müller は以前行つた北アメリカ星雲附近の吸收物質に就ての研究の續きとして、白鳥座 γ, λ 間の銀河分岐部の吸收物質に就て研究し殆んど同様の結果を得た。Potsdam の 50cm 反射鏡により此部分の星の photographic 及び photovisual の等級を定め略 17^m 迄の材料により Wolf の方法を用ひて吸收の大きさ及び吸收物質の距離を定めた。星光の吸收は 12.8 等星より始り 13 等星で約 1 等、14 等星に於て最大吸收値の 2.4 に達した。13 等星以後は星數の曲線は暗黒部と普通部で殆んど平行する故、大體 12.8 等星と 13.2 等星の間の距離の所に暗黒星雲がある事になり、それ以後には暗黒星雲は見當らない。即ち暗黒部の極限星 17.25 等星は吸收のない時には 14.85 等星として觀測される筈で、今暗黒星雲の重心が 14.0 等星の距離(此時吸收は殆んど極大で 2.2 等に達してゐる)にあるものとすればその距離は 700 parsec となり、寫眞の極限等級の範圍即ち 1300 parsec に到る迄には確實に他に暗黒星雲のない事が云へる。以上は寫眞等級よ

りの結論であるが、次に photovisual 等級と組合せて、色指數が等級(即ち距離)により暗黒部と比較用の普通銀河部で如何になるかを研究した。暗黒部にある星の等級は勿論吸收だけ補正し、之等二寫野に就て等級とそれに対する平均の色指數を二軸として曲線を描くと、暗黒星雲よりも吾々に近い星は比較部の星よりも青く、暗黒星雲を

通つて來た星の光は赤く、即ち色指數が大きいと云ふ事がわかつた。此の選擇吸収は全吸収の約 10%であるが、明に看取される。Mie の理論で之だけの選擇吸収を生じる物質の大きさも計算してあり、假に鐵の粒子によるものとすれば、その直径は 125 μ , 又ニッケルとすれば 150 μ となる。星雲前面の星がより小さい色指數をもつてゐる事に對しては、用ひた星數も少い事である故、之は大して確實な事實ではないが、比較用星野は暗黒部よりも高銀緯にある爲、後者に於ては前者に於けるよりも多數の B 型星が材料に入り込んだのかもしれないとも云へると云つてゐる。以前に行つた北アメリカ星雲（今の區域より僅か 5° 隔る）の研究では、75~200parsec の所に僅かな吸収 (0.^m5) があり、600~800parsec の所で全吸収 1.^m8 に達し 15% の選擇吸収をなす暗黒星雲の存在を認めたが、今回の場所では此の第 1 の吸収星雲はその片鱗も認め得なかつた。W. Becker に依れば第 2 の星雲は北アメリカ星雲輝部の延長で、今回の研究の星雲も之と吸収や距離もよく一致する故、北アメリカ星雲より始る銀河の分岐は約 700parsec の距離に横る約 2^m の吸収をなす割合薄い一聯の暗黒星雲によるものなる事は殆んど疑ひのない所で、全吸収の 10~15% の選擇吸収を伴つてゐるものと考へる事が出来る。

猶 5° 南の部分に就ては Schalen が 11^m 迄の Spectrum を基とした研究があるが、距離は 550~800parsec で 2^m 程の吸収を得て居り大體以上の結果と一致するが、充分速い星迄採用するに至らなかつたので、選擇吸収に関する研究は不充分であり、猶且つ彼の與へた星雲の深さ 200~300parsec は大にすぎ、もつと薄い値を採用する方が彼の材料と一層よく調和するとし、之等全部が一聯の星雲なる事を主張してゐる。(A. N. 269, 57, 1939)

(廣 瀬)

銀河系外星雲のスペクトルに現はれた禁制線 $\lambda 3727$ [OII] Lick 天文臺の 36 吋反射鏡に UV 硝子製分光儀を取附けて銀河系外星雲の視線速度の系統的觀測が Mayall に依つて既に 4 年間續けられて來てゐる。現在迄に觀測された星雲數は約 80 個であるが最初豫期しなかつた興味ある新事實が明かにされた。と云ふのは一イオン化酸素の禁制線 $\lambda 3727$ の輝線がかなりの強度を以て多くの銀河系外星雲のスペクトルに現はれると云ふことである。次表は星雲の型に對する $\lambda 3727$ の出現の頻度を示すものであるが、型との相關は明瞭であつて、(a) 楕圓狀星雲では $\lambda 3727$ の認められるものは極めて少い。Mt. Wilson, Lowell, Lick の諸天文臺で觀測された 50 個以上の明るい E 型星雲中 NGC 1052, NGC 3377 だけが現在 $\lambda 3727$ が認められるに過ぎない。(b) 門狀渦型星雲其物が比較的少いから材料が不充分であるが略々 3:1 の割合になる。(c) 整狀渦型星雲では早期のものより晩期のものの方が頻度が高く、Sa の 20% に對して Sb, Sc では 60% になる。(d) 不整型星雲は門狀渦型以上に數が少く僅かに 6 個が觀測されてゐるに過ぎないが

此内 2 個が $\lambda 3727$ を示す。尙數個の此型の星雲を觀測したが分光儀の細隙を明るい光斑 (Knot) に向けた爲に星雲全體のスペクトルと見做し得ないから此場合のものは表の數字から除いてある。尙此等の光斑は總て輝線スペクトルとなつて現はれ $\lambda 3727$ は特に著しいと云ふ事實も注目すべきことであらう。

星雲型	觀測星雲數	$\lambda 3727$ の認められる星雲數	百分率
E 全部	14	1	7
SBa	1	0	0
SBb	6	2	33
SBc	5	2	40
SB 全部	12	4	33
Sa	10	2	20
Sb	13	8	61
Sc	22	13	59
S 全部	45	23	51
Ir 全部	6	2	33
S 及 SB	57	27	47
全部	77	30	39

次に $\lambda 3727$ を示すスペクトルの特性としては (a) 第一に $\lambda 3727$ の強度 (連續スペクトルに對する) は他の輝線の出現にも關聯してゐるらしいと云ふこと。 $\lambda 3727$ の強度を 1~10 に分けて推測すると、此線が弱い時 (1~2) には他の輝線が認められぬが、非常に強くなる (8~10) と數本の他の輝線が認められ、中位の強度 (3~6) では見えたり見えなかつたりである。此等の他の輝線は H β , H γ , H δ 及び主な星雲線 N $_1$, N $_2$ 及び $\lambda 4336$ [OIII] 等が普通で、時には $\lambda 3968$, 3869 [NeIII] が認められることもある。(b) 吸収線例へば K, H+He, H δ , G 帯, H γ , Fe 4383 等の線の幅乃至スペクトル型と $\lambda 3727$ の強度との間には著しい相關は無ささうであるが、此等の吸収線の visibility とは關係してゐると思はれる節が無いではない。即ち吸収線が著しい場合の $\lambda 3727$ の平均強度は 2.6, 其程明瞭でない場合は 4.0, 辛うじて認められる場合は 5.7 となる。此事柄は星雲の視線速度測定の際に留意すべきことであつて Sc 型などでは實際に赤方偏位を測り得るのは $\lambda 3727$ だけと云つてよい。(c) $\lambda 3727$ の強度は近紫外域の連續スペクトルの強度 (photographic region に對する relative strength) と密接な關係がある。近紫外域の連續スペクトルの強度の弱中、強に對する $\lambda 3727$ の平均強度は夫々 1.2, 3.1, 5.9 となる。

$\lambda 3727$ が個々の星雲中で如何に分布してゐるか云ふに、早期の渦型星雲では中心核に向つて集中し晩期のものでは星雲全體に略々一様に分布してゐる傾向がある。又此輝線が星雲の渦狀構造にも關係するらしく、明るく著しい渦狀の腕の部分では可なり強く出る。

扱上述の如く星雲のスペクトルに於て $\lambda 3727$ が他の輝線よりもより多く現はれる理由は OII の原子構造から説明出來やう。即ち $\lambda 3727$ は OII 原子の penultimate

levelからgroundstateへの轉位に依つて生ずるから煽昂に費されるエネルギーが少い。然し此線の轉位確率は極めて小さいから非常に稀薄な密度で而も輻射が極めて微弱な場所でなければ強い輝線となつて現はれないが、銀河系外星雲内では斯かる状態が成立するとすれば $\lambda 3727$ が他の線よりも強く現はれると考へられる。 $\lambda 3727$ を發する物質が銀河系外星雲内に廣範圍に分布してゐる事實に対する解釋は二つの觀點から推察される。即其一つは銀河系外星雲内の輝いた瓦斯狀星雲に依るとするものと他はinterstellar matterに基づくとの見解である。銀河系内の瓦斯狀星雲の發光はO, B₁, B₂型等の如き高温星に依る事が既にHubbleに依つて指摘されてゐるが同じ機構が銀河系外星雲内でも起つており。斯かる瓦斯狀物質が廣範圍に存在すると見做すのが前者である。一方後者の論據はStruve, Elvy (Science 88, Supl. p. 8 1938)の最近の發見であつて、銀河系内のinterstellar matterがCa II, Na I, Ti II等の吸收線(靜止線と呼ばれるも

の)を起すことは既に確定的事實として周知の事柄であるが銀河系中心方向に近い白鳥座、ケフェウス座の如き微光星の集團が雲狀に擴がつた部分では $\lambda 3727$ が現はれ此がinterstellar matterに依るとのStruve, Elvyの説は銀河系外星雲にも當はまる譯である。或は逆説的にMayallの發見がStruve, Elvyの發見を裏書したとも云へるかも知れぬ。尙Mayallの最初の目的は分散度の小さい分光儀で多數の星雲視線速度を測るにあり、従つて上述の統計もこれに使用した乾板を材料にしたものであるから詳しい分光學的研究は今後の問題であらう。百吋反射鏡或は新建設の二百吋鏡の如き大反射鏡に分散度の大きい分光儀を附けてアンドロメダ大星雲、其他の近距離の銀河系外星雲のスペクトル研究を行へば銀河系内のinterstellar matterの本質が或は此方向から明かにされるかも知れぬ。(Mayall: Lick Bull. No. 497, Publ. A. S. P. Vol. 51, p. 282 1939) (清水)

天 象 欄

流星群 Ⅳ月中旬から下旬の乙女座火球は光度の著しいものが時々見える。下旬の琴座流星群は稍々著しいものである。本月の主なる輻射點は次の様である。

	赤 經	赤 緯	輻射點	性 質
16—25日	14 ^h 0 ^m	-10°	α Vir	緩, 火球
20—22日	18 4	+33	κ Lyr	速, 顯著

30日頃 19^h 24^m +58° δ Dra 稍 緩
變光星 次の表はⅣ月中に起る主なアルゴル種變光星の極小の中2回を示したものである。長週期變光星の極大の月日は本誌本巻第15頁参照。Ⅳ月中に極大に達する筈の星で觀測の望ましいものはRe Vn, S Cas, R Dra, R Oph, RR Sgr, S UMa, T UMa, R Vul等である。

アルゴル種	範 圍	第二極小	週 期	極 小		D	d
				中央標準時			
062532	WW Aur	5.6—6.2	6.1	2 12.6	1 23, 10 19	6.4	0
071416	R CMa	5.3—5.9	5.4	1 3.3	1 20, 10 22	4	0
005381	U Cep	6.9—9.2	7.0	2 11.8	4 1, 9 0	9.1	1.9
182612	RX Her	7.2—7.9	7.8	1 18.7	7 23, 15 2	4.8	0.7
145508	δ Lib	4.8—5.9	4.9	2 7.9	5 22, 12 21	13	0
171101	U Oph	5.7—6.4	6.3	1 16.3	2 0, 7 1	7.7	0
194714	V505 Sgr	6.4—7.5	—	1 4.4	5 3, 11 1	5.8	0
103946	TX UMa	6.9—9.1	—	3 1.5	27 0, 30 1	8.2	0
191725	Z Vul	7.0—8.6	7.1	2 10.9	6 3, 11 0	11.0	0

D—變光時間 d—極小繼續時間 m₂—第二極小の時刻

東京(三鷹)に於ける星の掩蔽(IV月)

(東京天文臺回報第98號に據る. 表の説明に關しては本誌第1號参照)

日附	星名	光度	現象	月齡	中央標準時		a	b	方向角		日附	星名	光度	現象	月齡	中央標準時		a	b	方向角	
					P	V			P	V						P	V				
12	B.D.+17°	814	8.9	D	4.6	20 22	—	—	60°	2°	14	B.D.+17°	1406	9.0	D	6.7	21 51	—	—	110°	52°
13	B.D.+18°	970	7.6	D	5.6	19 12	—	—	80	22	14	B.D.+17°	1403	8.8	D	6.7	21 52	—	—	40	342
13	B.D.+17°	1029	8.5	D	5.6	20 14	—	—	115	56	14	B.D.+17°	1404	8.6	D	6.7	22 6	—	—	25	327
13	B.D.+17°	1031	8.5	D	5.7	20 56	—	—	170	112	18	B.D.+ 5°	2347	7.2	D	10.6	20 45.6	-1.6	-1.6	133	125
13	B.D.+18°	1001	8.1	D	5.7	21 41	—	—	60	3	24	χ Ophiuchi	4.8	R	16.7	23 17.5	-1.4	+0.5	283	318	
14	B.D.+17°	1370	8.2	D	6.6	19 12	—	—	70	17	27	B.D.-18°	4982	5.8	R	18.9	3 38.6	-2.5	-1.4	309	312
14	B.D.+17°	1392	8.1	D	6.7	20 57	—	—	130	72											

太陽・月及び惑星

主として東京天文臺編纂理科年表に據る. 時刻は凡て中央標準時. 出入, 南中は東京に於けるもの.

表中 15 日毎の赤經, 赤緯, 時差, 距離, 視半徑, 視差は凡て 12^h に於ける値.

太陽

赤經		赤緯		時差		距離		視半徑		出入		南中	
月	日	°	'	°	'	°	'	''	''	°	'	°	'
IV	1	0 41	19.6	+ 4 26	51	- 4	1.8						
	16	1 36	20.4	+10 2	9	+ 0	5.7						
V	1	2 32	39.7	+15 0	6	+ 2	54.7						

時差 = 眞太陽時 - 平均太陽時

黄經		地球からの距離		視半徑			
月	日	°	'	''	''		
IV	1	11 22	45	0.999	4939	16	1.7
	16	26 7	0	1.003	7627	15	57.6
V	1	40 43	31	1.007	7965	15	53.7

黄經は年初の平均分點に對するもので, 光行差は含まれてゐない. 距離は平均値 149 504 201km を單位としてある.

出南		入		出入方位		南中高度	
月	日	°	'	°	'	°	'
IV	1	5 28	11 45	3 18	2	北 6.1	58.8
	16	5 8	11 40	56 18	15	" 13.0	64.4
V	1	4 50	11 38	7 18	27	" 19.2	69.3

出入方位は東又は西より測りたるもの.

月

地平視差		出南		中		入	
月	日	'	''	°	'	°	'
IV	1	55	7.10	1 29	6 49	12	12
	16	58	35.18	11 40	18 35	0	41
V	1	54	20.26	1 19	7 1	12	49

朔	上弦	望	下弦	最遠	最近
IV 8 5 18	15 22 46	22 13 37	29 16 49	IV 5 18 5	21 4 20
赤道通過	最北	赤道通過	最南	地球からの距離	"
IV 6 6 33	13 15 4	20 1 58	26 6 15	1.05701	0.93646

距離は平均値 384 403km を單位としてある.

惑星

IV月 1日		距離		視半徑		出入		南中	
星名	距離	''	''	°	'	°	'	°	'
水星	0.7090	4.7	4	30	10	17	16	4	
金星	0.8392	10.1	7	27	14	36	21	46	
火星	2.0430	2.3	7	46	14	52	21	59	
木星	5.9384	15.5	5	55	12	16	18	37	
土星	10.1922	7.3	6	33	13	4	19	34	
天王星	20.3693	1.7	7	19	14	13	21	7	
海王星	29.2734	1.2	16	28	22	41	4	57	

IV月 16日		距離		視半徑		出入		南中	
星名	距離	''	''	°	'	°	'	°	'
水星	0.9216	3.6	4	9	10	4	15	59	
金星	0.7227	11.6	7	19	14	43	22	7	
火星	2.1548	2.2	7	22	14	35	21	48	
木星	5.9533	15.4	5	6	11	31	17	56	
土星	10.2513	7.3	5	39	12	12	18	45	
天王星	20.5033	1.7	6	22	13	17	20	12	
海王星	29.3783	1.2	15	28	21	40	3	57	

V月 1日		距離		視半徑		出入		南中	
星名	距離	''	''	°	'	°	'	°	'
水星	1.1422	2.9	4	4	10	23	16	42	
金星	0.6040	13.9	7	15	14	45	22	15	
火星	2.2586	2.1	7	0	14	18	21	36	
木星	5.9233	15.5	4	16	10	45	17	14	
土星	10.2556	7.3	4	46	11	20	17	55	
天王星	20.5811	1.7	5	26	12	21	19	17	
海王星	29.5394	1.2	14	27	20	40	2	58	

距離は地球からのもので, その單位は太陽に於けるものと同様.

惑星現象

月日	現象	月日	現象
IV 5	水星, 月と合	IV 12	金星, 月と合
8	金環食 (日本にては見えず)	12	木星, 太陽と合
8	木星, 月と合	12	水星, 西方最大離隔
9	土星, 月と合	17	金星, 東方最大離隔
10	水星, 遠日點通過	20	海王星, 月と合
10	天王星, 月と合	20	金星, 日心黄緯最北
11	金星, 火星と合	25	土星, 太陽と合
12	火星, 月と合		

昭和 15 年 II 月新加入通常會員

新通常會員氏名	籍	紹介者
津留繁雄君	(熊本)	下保茂君
西村繁次郎君	(京都)	宮澤堂君
田中益造君	(京都)	柴田通三君
山崎作三君	(東京)	弓滋君
齋藤利君	(東京)	藤田良雄君

昭和 15 年 3 月 25 日 印刷
昭和 15 年 4 月 1 日 發行

定價 金 30 錢
(郵稅 5 厘)

編輯兼發行人

東京府北多摩郡三鷹町東京天文臺構内
福見尙文

印刷人

東京市神田區美土代町 16 番地
島連太郎

印刷所

東京市神田區美土代町 16 番地
三秀舎

發行 東京府北多摩郡三鷹町東京天文臺構内

社団法人 日本天文學會

所 振替口座 東京 13595

賣 東京市神田區神保町 堂
東 京 岩波書店
東京市神田區南神保町
恒 星社
東京市芝區南佐久間町 2/4
恒 星社
東京市日本區區通 2 丁目 6 番地
丸 善 珠 式 會 社

THE ASTRONOMICAL HERALD

- VOL. XXXIII NO. 4

1940

April

CONTENTS

M. Koivai: On the Night Sky (Collective Review) (III)	53
T. Hatanaka: Stellar Energy (Article) (I)	56
Abstracts and Materials-Sky of April 1940	60