

★
天 界 新 知 識
★
LATEST KNOWLEDGES ON ASTRONOMY
★

恒星の大氣の構造について

太陽や多くの恒星などから熱や光の大變な分量が放射される理由は、昔しか
ら、學界の重大な問題である。素人の人々が、太陽の熱は、ものが燃焼してゐ
る熱であると考へ勝ちであるが、多くの天文家も百年ばかり前までは同様に、
燃焼説を信じてゐた。それから、第19世紀の後半になつて、ロキの流星説が
現はれたり、マクスエルの太陽收縮説が提唱されたりしたけれど、一方に於い
て、太陽と諸恒星との比較研究により、太陽は何千萬年や一億年と言つた程度
の壽命のものではなく、少なくとも數十億年乃至數千億年といふ壽命のものと
あることが知れ、又、溫度も、表面でさへ5~6千度、内部は何千萬度(攝氏)と
いふ高温であることが推定されるやうになつたので、恒星の熱源については近
年全く新しく、電氣的なものであると考へられるやうになつた。特に、最近の
物理學の發達により、物質の原子や原子核の研究が進むやうになつて、星のエ
ネルギーも亦、かうした原子内部の變動から發するものであると認められる傾向
になつて來た。

ところが、果して恒星の發出する光や熱が、星を構成する物質の原子内部の
エネルギーであるとして見ると、この光熱量は、物質の溫度に左右されることが
甚大であつて、例へば、ビート (Bethe) 氏の計算によると、炭素や窒素が陽
子と作用する場合に發出するエネルギーは溫度の18乗(即ち T^{18})に比例すると言
ふ。従つて、恒星の内部構造を研究するためには、其の内部の溫度が如何なる
ものであるかを知ることが非常に肝要であることがわかる。

即ち、今一層立ち入つて此うした關係を説明すると、まづ第一に、星の中心
部の溫度といふものは、其の星を構成する物質の質量が中心へ向つて如何に集
中 (concentration) してゐるかによつて定まるのであつて、つまり、星の中心
部への密度が高まれば高まるほど、中心の溫度も高くなるのである。ところが、
この星の質量が如何に中心へ集中してゐるかといふことは、又、この星全
體を包む大氣の擴がり方によつて示されるのであつて、一帯、この星の大氣と
いふものは非常に稀薄なものであるが、しかし、それだけ、大きい容積を占
め、従つて、又、星全體の直徑も大きいものにすることになる。更に、星の大
氣が光を吸收する度合ひが大きければ、大きいほど、大氣は大きく擴がつてゐ
ることにもなる。

ところが、恒星たちの大部分を占める“主系列”の星々（即ち一般に矮星など）は、チンと一種の標準型と認められるやうな構造が知れてゐて、主に、蝕連星（アルゴル星の如き）などの詳細な研究から、観測的にも、理論的にも、知れてゐる。しかるに、この標準型の原理を以つて巨星の構造と、其の發光状態を研究して見ると、星の内部の温度は大變に低いものとなり、とてもあの強烈な巨星の光輝を説明することが出来ない。ガモウ (Gamow) 氏等が、かうした比較的低温の巨星から出る大きい熱量を解説しようと努力したが、結果は充分とは言へない。最近、フィンランド國ヘルシンキ大學のトゥミネン (Jaakko Tuominen) 氏は、恒星構造の一般論から出發して、如何なる條件が具備すれば、厚い大氣を有つ巨星の内部の温度が高く現はれるかを研究した。

今、星の大氣が光を吸収する率を κ とすれば、

$$\kappa = \kappa_1 \rho^p / T^q$$

として、こゝに ρ を大氣の密度、 T を絶対温度、又、 κ_1 と p と q とは恒數とする。さうすると、

(1) 若し、 $q/p < 3$ といふ場合には、星の内部から外部への温度の傾斜 $\frac{dT}{dr}$ は、星の表面では（そこでは温度は0である）、有限となり、かりに p や q が變化しても、大氣中の温度や密度の變化は q/p の變化と同じ程度となる。そして、表面の近くでは、氣壓に比して、輻射壓は非常に小さいものとなる。

(2) 若し、 $q/p = 3$ といふ場合には、大體は上記と同じであるが、しかし、表面に近い大氣中では、氣壓と輻射壓とはほぼ同程度となる。

(3) 若し、 $3 < q/p < 4$ といふ場合には、星の最外部では $\frac{dT}{dr} = 0$ となる。又、 q/p が増せば、大氣の占める容積も、質量の中心への集中も共に急激に大きくなる。又、表面では輻射壓に比して、氣壓は非常に小となる。

(4) 若し、 q/p が4に殆んど等しくなれば、星の直徑も、中心への集中も、共に無制限に大きくなり、大氣の質量も亦無限となる。

(5) 若し、 $q/p \leq 4$ の場合には、星の直徑も、質量の集中も皆無限大となり、大氣の外延部では、氣壓はゼロとなる。

こんなわけで、巨星では、 $q/p > 3.5$ の場合には、質量の中心集中と、中心温度とは、“標準型”の場合よりも著しく大きいものとなることが知れた。若し q/p が4に近づけば、星の中心部の密度は（平均密度に比べて）無制限に大きくなる。尙、星の表面の温度や密度が有限のものと考えられる場合には、其の星の大氣はウンと大きく擴がつたものとなるが、しかし、勿論、密度は非常に稀薄である筈だから、結局、其れは殆んど透明で、遂に温度も密度もゼロになる所まで、光の吸収は行はれない。

一例として、駁者座 α 星（カペラ星）は有名な巨星で、太陽型の星だが、太

陽に比べて、質量は4倍、光輝は120倍、直径は16倍である。若し、此の星の内部の温度や密度の分布が“標準型”と同様であると假定すれば、中心部の温度は5000000°となる。(太陽の中心温度は19500000°である)

超新星のスペクトルを組み立てる

普通の新星 (Nova) に數百千倍する光輝を放つものが所謂“超新星” (Supernova) であるが、さすがに我が銀河系中には、かの1572年のカシオペア座ティヒョ星とか、牛座の“蟹星霧”の前身だとか、極めて僅かしか現はれないけれど、よその宇宙、即ちあちらこちらの渦巻き星霧の中には可なり夥しく発見される。此等の超新星のスペクトル中に現はれる線は非常に幅が廣くて、普通200オングストレーム位にも擴がり、^{ライン} 恰も、^{バンド} 線では無くて、帯の如く太い。

ホイブル (F. L. Whipple) 氏とペイン・ガボシキン (C. Payne-Gaposchkin) 女史は、此等の超新星の物理構造を研究するため、先づ最初の試みとして、ごく普通の、有りふれた化學原子の發光線が或る程度の連續スペクトル上に重複して居るものと假定し、尙ほ、星から爆發噴出するガスが、秒速12000キロ位の速度のために、ドブラ効果によつてスペクトル線が幅廣くなつてゐると假定して、果して觀測した通りのスペクトルが組み立て得られるものか否かを研究した。比較のため利用した超新星は、

N. G. C. 5253	中の	センタウル座 Z 星	(1897年, E. C. ピケリング氏發見)
N. G. C. 4303	中の	超新星 SN 1926	(1936年, ハマソン Humason 氏發見)
N. G. C. 4273	〃	〃 SN 1936	(1936年, 〃 〃 〃)
N. G. C. 1003	〃	〃 SN 1937	{ (1939年, ミンコフスキ Minkowski 氏發見) (1938年, ストロマイヤ Strohmeier 氏)
N. G. C. 4182	〃	〃 SN 1937	{ (1939年, ミンコフスキ氏研究) (1937年, ポパ Popper 氏研究) (1937年, ストロマイヤ氏研究)

今までの諸家の研究によれば、超新星の有効温度は10000 K 位で、案外に低く、連續スペクトルは時日の経過と共に衰へ、温度は極大光輝以後200日以内に上昇するらしい。

ホイブル、ペイン兩氏が計算に用ひた原子は、

水 素	1種(中性)	酸 素	5種(電離II, III, IV, V, VI)
ヘリウム	2種(中性I, 電離II)	ナトリウム	1種(中性)
炭 素	3種(電離II, III, IV)	カルシウム	1種(電離II)
窒 素	4種(電離I, III, IV, V)	鐵	1種(電離II)

の18種で、各原子のスペクトル線は、ドブラ効果のために、皆、倒立拋物線の

形の強度を示すものと想像し、計算された。

結果は、實際の超新星スペクトルを非常に巧みに再現してゐることが知れた。之れにより判明したことは、超新星は、普通の恒星や新星に比較して、水素は案外に少なく、其の代り、鐵は比較的が多い。結局、超新星は、普通の新星と根本的な差違があるわけではなく、只、爆發のスケールが大きいことだけが差である。

恒星像の縁の暗さについて

太陽を望遠鏡によつて眼視觀測をしたり、或は寫眞に撮影したりして見ると、圓い像の中央部と縁の部分とで、著しく明るさが違ふことは誰でも知つてゐるし、どの書物にも書いてある。つまり、中央部よりも、縁の方が目立つて暗いのであるが、この縁の暗さは、太陽を觀測する時の光線の波長によつても著しい違ひのあるもので、例へば、赤い光や熱線の觀測によると、縁の暗さは大して著しくないけれど、青い光や莖外線の場合には、縁の暗さは極めて著しい。つまり、波長が短いほど、縁の暗さは甚だしいのである。昔は此の現象を、學者は皆、太陽の大氣による光線の吸収によるものと考へてゐた。勿論、之れは一應それで良いのである。我が地球の場合だつて、朝やけや、夕やけの時には、地平線に近い太陽が赤味を帯びて見える。之れも全く空氣が日光を（殊に、波長の短い青色や莖色の光を）吸収するためなのであるから、若し何かの方法で、地球以外の遠い場所から地球を見たならば、幾らかでも、地球の端の方は赤味を帯びて見える筈である。

しかしながら、地球の場合は、光を反射する地面と、光を吸収する空氣層とがハッキリ區別されてゐて、しかも、地面は光が不透明なことから、話は比較的に簡單であるけれど、太陽の場合には、全體が氣體なのであるから、光を放つ層と、之れを吸収する大氣層との區別が判然としてゐるわけではない。言はゞ、内部の層でも、外部の層でも、皆ある程度まで、發光と吸収とを同時にやつてゐるのである。只、各層の密度や溫度が違ふため、發光と吸収との割合ひが種々違つてゐるのである。こんな事狀のために、吾々が太陽を觀察してゐる場合に、光球の中央部の光は、可なり深い内部から發して來てゐるし、又、縁の光は、比較的浅い層から來てゐるわけである。言ひ換へれば、吾々は、太陽像の中央部では、深い奥の方を見てゐるのだが、縁の部では、浅い所を見てゐるに過ぎない。更に之れを別の言葉で言へば、太陽の中央部から出て來る光は、比較的内部的、溫度の高い（密度も濃い）部分から發する光であるし、之れに反して、だん々々縁の方へ寄れば寄るほど、其の光の元は低溫度

で、小密度の（即ち稀薄な）部分の光である。之れ故に、太陽像の縁の暗さといふものは、單なる吸収以上に、非常に複雑したものであつて、昔から學者たちが此の暗さの理論を、實際の觀測と合致するやうに求めようとしてゐるけれど、仲々成功しない。しかし、又、一方から考へて見ると、若し此の太陽像の縁の暗さの真相を解決することが出来るならば、吾々は（普通、天文學者は、天體の外部ばかりを眺めてゐて、内部のことは全く知ることが出来ないとい一般には、思はれてゐるのに）天體の奥深い内部の事情を伺ひ知る端緒を獲ることになるのである。

こうした事は、實は太陽ばかりではない。恒星も、一般には、我が太陽と同じく縁の暗さがあるのだらうと思はれるのだが、何しろ世界第一の望遠鏡を用ひても、吾々は恒星を只一點としか見ることが出来ないのだから、普通には此うした星の中央の明るさとか、縁の明るさとかを區別して觀測することは不可能である。——只、しかし、アルゴル星の如き蝕連星の場合には、其の光度やスペクトルの精密な觀測により、軌道の形や位置を知ると共に、星像上の明るさの差を知る手がかりがあつて、其れによつて、“縁の暗さ”を認め得ることにもなるのである。尤も、此の蝕變星の場合には、光度曲線から軌道の形を算定する場合に、縁の暗さがあるために、軌道の要素の計算が非常に面倒になつて了うといふことをラセル、シュプリ兩氏等が嘗て指摘したことがある。今から十數年も前に、ステビンス氏が厩座ア星の研究をし、又、マクデヤミド氏がカシオペヤ座 TX 星の研究をした時などには、此等の星の縁が暗くなつてゐるか？ 或は全くそんな暗さが無いか？ といふ兩極端の有無を定めるのが精一ぱいであつた。又、ホンの5年ばかり前にパンネクーク氏が此の問題を最小二乗法で解かうとした時にも、如何に苦心したことか！？ 更に1939年にワイズ Wyse 氏は此の計算法に改良を加へ、次いでクロン (Kron) 氏がカシオペヤ座 YZ 星について研究して、遂に8%以内の誤差を以つて、星の縁の暗さを算出することに成功したのであつた。

コパル (Z. Kopal. かの1936年の北海道の日蝕に、我が國へ來たことのあるチェコ觀測隊の一員) 氏は、最近、此の問題について、研究を進めた。前述した通り、天體像の縁の暗さは、光の波長によつても著しく違ふのであるから、蝕連星の場合に、2種以上の別々の光によつて二重三重の光度觀測をやれば、星の色指數の變化が現はれて來る筈だから、此の方法を“全蝕連星”の場合に應用すれば、縁の暗さに関する消息は獲られるわけである。尤も、此うした方法でロゼンベルグ (Rosenberg) 氏が1936年にセフェ座 U 星の研究を試みたことがあつたけれど、計算が面倒で成功しなかつた。コパル氏は更に優秀な方法で先づ矢座 U 星の研究を徹底的に實施し、

$\lambda 4050$ の光によつて縁の暗さ $=u=0.5 \pm 0.2$ $\lambda 4750$ // //// // $=u=0.4 \pm 0.2$

といふ數値を獲た。即ち、此の結果によつて、矢座 U 星の縁の暗さは、色の區別によつて著しい違ひがないことが知れた。

珍しいセフェイド變星 “きりん座 RU 星”

日英米戰開始後の郵便によつて入手したハーバード天文臺ブレテン第915號に“きりん座 RU 星”の研究が載つてゐる。光度の方はペイン・ガポシキン (C. Payne-Gaposchkin) 夫人、スペクトルの方はメヨル女史 (M. W. Mayall) の研究文である。

この RU Camelopardalis 星は過去20餘年も前から知られてゐる變星で、赤經 $7^h 10^m 9$ 、赤緯 $+69^\circ 52'$ (分點1900.0) であり、寫真光度は極大9.2から極小10.6まで變じ、眼視光度は8.1から9.3まで變じる。但し、寫真光度曲線は模型的なセフェイド型であるが、眼視光度曲線は極小部が鋭く尖り、珍しい形をしてゐる。従つて、色指數の曲線も甚だ特徴ある形である。此の星は變光週期が約22日17であるが、しかし永い間に之れが著しく變り、週期 $4\frac{1}{2}$ 日 (全幅として) も變動する。又、スペクトルは極大光度の時に Ko 型であるが、其れが漸次變化して、極小光の終り (即ち、今や増光しようとする時機) には R2型となる。又、極大光の時は水素の暗線が現はれるのに、極小光の時には其れが輝線に變る。しかし、此等のスペクトルの變化は大體連續的であるから、其の原因は多分雰圍氣の溫度か何かの變動によるものだろう。

この珍しい變星 RU Camelopardalis にもよく似た性質の變星が尙二つある。一つは乙女座 W 星で、光度曲線の形、週期の變動、光度と視線速度との關係、及び極小光の附近で輝線スペクトルが現はれるなど、共通である。乙女座 W 星は平均週期17日で、銀緯が高く、視線速度も大きい。スペクトルは cGoe である。恐らく此の星は冠座 R 星の如く、炭素星であつて、溫度が餘りに高いためにスペクトル帯が現はれないのだろう。

今一つの同類の星は M3 といふ星團中にある所謂 “バーナード變星” である。ジョイ (Joy) 氏の研究が1940年に發表されたが、變光曲線の形や、それと視線速度との關係、スペクトルの變動等々、皆、乙女座 W 星に似てゐる。UX Lupi や、H. V. 10495や、白鳥座 VX 星等も亦此の種類のものらしい。

これで見ると、普通のセフェイド型の變星と並行して、今一つ別に、週期や、光度曲線や、スペクトル等の相似する一群の變星があるものらしい。