

作者於三年前
畢業於本系現在美
國康奈爾大學攻讀
天文物理學。

—編者—

中微子及超突變星

(一)超突變星是什麼？

夏夜無雲的天空佈滿了萬點繁星，閃閃發光，自古以來，不知吸引了多少詩人和哲學家，激發了他們美妙的幻想，因而產生出無數醉人的詩篇和深奧的哲理來。對於科學家們來說，這些發光的小點，不僅給他們一種愉快的感覺，而且它們也是對人類求知慾的挑戰。天文學之所以成為各種科學的前驅，也就是這個道理。也正因為人類對天文學的興趣歷久不衰，我們才能由一些古老的記載得到些非常寶貴的資料，而增加我們對星體的認識。超突變星(1)的存在就是仰仗了歷史上的記載而獲得事實上的根據。

我們在晚間所能看到的星體大半都是本銀河系的一份子。這些星看上去光度強弱不等，這一方面和距地球的遠近有關，另一方面也和它們體積大小及表面溫度之強弱有關。根據它們的絕對幅熱星等(2)和色指數(3)，我們可以用圖形表示出星雲中星球的一般分佈情形，這圖形叫做赫茲普龍——羅素圖(4) (見圖一)。

星雲中大部份的星體都落在圖形的對角線上，這條線上的星叫做主系星(5)。黑體輻射律告訴我們星體的表面溫度愈高，則星體的顏色愈白，發紅的星體表面溫度多半較低，另一方面，星體的體積愈大，則表面積愈廣，放出的總光能也就愈多，絕對幅熱星等也就愈高。在赫茲普龍——羅素圖中右上角的星顏色發紅，但因體積較大，絕對星等也高，因此被稱為紅巨星(6)。左下角的星，因為類似的理由，叫做白矮星(7)。

人類的壽命和星球來比，實在是短促得可憐。因此自管我們連續不斷去觀察星象，我們所得到的結論只是：絕大部份的星球所發的光都是很穩定的，不會突明突暗。然而這一結論並非事實，如果我們能把觀察的時間拉長，例如向歷史記載中去找尋資料，那麼我們就會發現有些星球會突然間由不令人注意的光度變得非常之亮，但經過了一段時期後，光度又漸漸減弱，最後成為一個極為暗淡的光點。這種例子雖然平均每個星雲中每隔五十年至三百年才有一次，但其存在是無可懷疑的，這種星叫做超突變星。

(二)超突變星形成的理論：

(A)星球的一般演變過程：

萬有引力是宇宙形成的基本因素。我們可以想像在混沌初開的時候，宇宙中充滿了氫的原子。如果物質的分佈是均勻的那麼這些原子間相互的吸引力將會抵消掉，而這種均勻的分佈情況將會永遠延續下去。但我們相信這種均勻分佈的機會應該非常小，比較可能的情形是物質的密度在各處大小不一。

無疑地，物質密的地方將會變得更密，因為萬有引力是一種吸引力。因此在物質的溫度够低的情形下，物質聚成一團一團的情形是極可能發生的這便是星雲形成的初步。同樣的理論可以應用到星雲中星球的形成過程上去。因為物質最初分佈不均，所以有的星球會較大，有的會較小。

萬有引力永遠趨向於將物質互相拉近，所以每個星球都有收縮的傾向。但在收縮的過程中，重力能被釋放了。這能量由位能變成了原子的動能。但動能增加後，原子間互相碰撞的機會就會增加。如果碰撞時的相對速度够高，氫原子便有被離子化的可能。離子化產子的電子和質子再結合時將產生光子。所以當星球因重力而收縮的時候，原子的動能漸增，部份原子成為離子，小部份光子被放出，但溫度是與原子的平均動能成正比的，所以星球收縮時，溫度漸漸增高。

如果星球收縮時放出的重力能可以因輻射而失去，那麼星球將會無限制的收縮下去。剛開始收縮的時候，物質的密度很稀薄，光子將會以光速逃離而帶走一部份能量。但收縮時間一久，物質的密度愈來愈高，光子和物質之間將會發生作用 (Interaction)，星球內部所產生的光子，要經過無數次的散射 (Scattering) 才能到達表面，而星球所發射出來的能，全靠由表面逃出的光子。星球既然無法放射掉收縮時所放出的動能，那麼收縮的速率便會減小。

由於維理定律(8)，我們知道星球內部的溫度仍將不斷升高。在溫度昇到 $10^6\text{ }^\circ\text{K}$ 時，核子反應開始發生，四個質子將結合成氦原子核，而一部份質量將變成核子能而放出。這能量可以供應星球表面的輻射，星球則將維持其現狀不再收縮，直到大部份的氫原子都結合成氦原子為止。此後星球又繼續收縮，溫度漸增到 $10^8\text{ }^\circ\text{K}$ 以上，這時三個氦原子可以由核子反應結合成碳原子(9)，直到內部溫度升高到 $3\alpha \rightarrow \text{C}^{12}$ 這過程所產生的能足够維持表面的輻射為止。這樣下去，星

球內部的重核子愈來愈多，溫度也愈來愈高，但這種過程並非永無盡期的（見下節）。

(B)晚期的星球：

(a)質量，星球的壽命，和星球的歸宿：

我們已經清楚地了解一般星球的發展過程，這過程的長短和星球的總質量有極密切的關係，星球的最後的命運，也和其總質量有極大的關聯。

(甲)星球的質量愈大，其重力能就愈大，收縮的速率也愈大，所以壽命便會較長，這是第一點。

(乙)其次，星球收縮時，內部的物質密度會逐漸增加。因為內部溫度很高，所以原子都可以假設是處在完全離子化的狀態下。電子和核子的「溫度」是相等的，但因為電子的質量較小，所以具有較大的速度。平均起來，星球的內部是中性的，所以核子的密度（單位體積的核子數）和電子的密度之比等於每個原子的平均質量數及原子序數之比，而為一個簡單的分數比。當密度甚大的時候，電子會受到鮑利獨佔原理(11)的影響而簡併化(12)如果星球的總質量不大，那麼簡併性的電子將會支撐起整個星球的重量，星球將不會再顯著地縮小，這種星便是白矮星，賢德萊賽卡曾經仔細研究過這個問題，這種星總質量的上限大約是兩倍太陽質量，比這個質量大的星不會成為白矮星，因為簡併化的電子壓力不夠支撐起星球的重力。

(丙)星球的質量如果太大，那麼收縮時光壓將會變得極強。維理定律指出如果光壓過強，則星球的總能將等於零。因此星球可以隨意變化其大小而不致變其總能。這種星將不能穩定，所以星球質量也有上限，這上限之值約為九十五倍太陽質量。

(丁)中等質量的星（例如三十倍太陽質量）將逐漸收縮直到內部的核子反應產生出 Fe^{56} 為止。更進一步的收縮會產生什麼結果呢？這問題目前正在研究中。大部份的理論都認為超突變星就是由這種星變來的，此點將於另節分述之。

(C)超突變星形成論：

(a) $\text{Fe}-\alpha$ 理論

星球內部的溫度昇高到 10^9 °k附近時，核子反應已將大部份的氫和氦變成了重核子，如 C^{12} ， Mg^{24} 等。最後的產物是 Fe^{56} (13)。但當溫度再高時， Fe^{56} 自動分解為 α (14)的過程是一種吸熱的過程。因此當星體的內部有了足夠的 Fe^{56} 時，更大的收縮會觸發這種分解，重力能便會很快地被這種分解所吸收，因此星球的收縮不會受到限制。這時星球表面的溫度較低，不會跟着收縮，而收縮中的內部溫度昇高，放

出大量光子，光壓大增，將外殼向外推出，形成爆炸現象。

(b)星球內部經常有下列作用在進行中：

$$\gamma \rightarrow e^+ + e^- \quad (\text{電子偶之產生})$$

$$e^+ + e^- \rightarrow \nu_e + \bar{\nu}_e \quad (\text{中微子偶之產生})$$

$${}_N A \rightarrow {}_{N-1} A + e^- + \bar{\nu} \quad (\beta\text{-蛻變})$$

$$\mu \rightarrow e + \nu_\mu + \bar{\nu}_e \quad (\mu\text{介子蛻變})$$

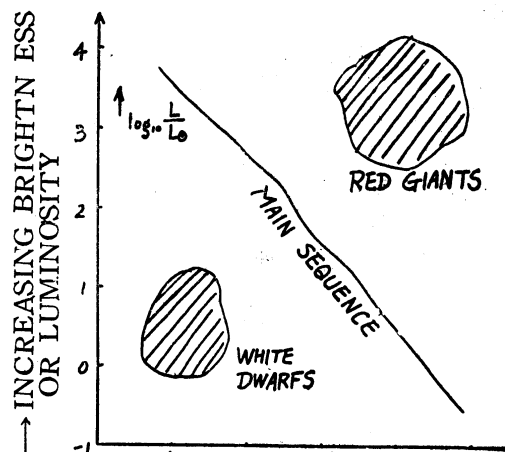
$$\pi \rightarrow \mu + \nu_\mu \quad (\pi\text{介子蛻變})$$

$$\gamma + e \rightarrow e + \nu_e + \bar{\nu}_e \quad (\text{中微子偶之光生法(15)})$$

因為中微子作用是弱作用 (WEAK INTERACTION)，作用截面(CROSS SECTION)很小，所以在低溫時這種作用不重要。產生出來的中微子不易和星球中的物質作用，能以近光速飛走，帶走一部份能量，當溫度昇高的時候，這種作用產生出來的中微子增多，帶走的能也增大。用簡單的量子場論(16)，我們可以算出中微子帶走能的速率和星球溫度的關係。計算顯示出在 $T \sim 10^9$ °k時，中微子帶走的能足可以使星球內部很快的收縮，而造成(a)節中所描述的後果。

(三)超突變星的歸宿：

目前正在火熱進行的研究，一般認為最後超突變星將變成一個中子星(17)——一團簡併化的中子。這種星的表面溫度約為 10^6 — 10^7 °k。它發出的光波長在10—100 Å之間，這種波長的光大部會被星球間的物質及大氣所吸收，極難觀察。最近美國曾發射人造衛星，上附X光望遠鏡，企圖觀察中子星，但並無肯定結果，所以中子星的存在與否，到現在還是一個謎，而 $\text{Fe}-\alpha$ 或中微子的變星論也仍是理論而已。只有對太空進一步的征服才能帶來實驗上的證實。



← INCREASING EFFECTIVE OR SURFACE TEMPERATURE
L_☉: LUMINOSITY OF SUN

圖一：HERTZSPRUNG—RUSSEL DIAGRAM

Reference:

1. "Structure and Evolution of the Stars" by Schwarzschild Princeton Press

2. "Stellar Evolution" by Struve
Princeton Press
3. "Neutrino Theory of Stellar Collapse"
Gamow and Schoenberg (β -decay process discussed) *phys Rev* 59 539 (1941)
4. "Transformation of Photons into Neutrino Pairs and its Significance in Stars" Matinyan and Tsilosani *Soviet Physics JETP* 14 1195 (1962)
5. "Emission of Neutrino Pairs by Electrons and the Role Played by It in Stars" Gandel'man and Pinaev *Soviet Physics* 10 764 (1960)
6. "Annihilation Process of Neutrino Production in Stars" H. Y. Chiu *Phys Rev* 123 1040 (1961)
7. "Neutrino Emission from Black-body Radiation at High Stellar Temperature" H. Y. Chiu and Morrison *Phys Rev Letters* 5 573 (1960)
8. "Supernovae, Neutrinos and Neutron Stars" H. Y. Chiu *Annals of Phys* 26 354 (1964)
9. "Neutrino Pair Emission by a Stellar Plasma" Adams, Ruderman and C. H. Woo *phys Rev* 129 1382 (1963)
10. "Theory of Fermi Interaction" Feynman and Gellmann *Phys Rev* 109 193 (1958)

附 錄

1. 超突變星：Supernovae
2. 絕對幅熱星等：Absolute Bolometric Magnitude

天文學家按星的亮度將星分成星等。

①如只依照星的亮度，不管星球到地球的距離，來分列星等，則如某一標準星光度為 L ，星等為 M ，則任何其他光度為 L^1 的星，星等將為

$$M^1 = M - 2.5 \log \frac{L^1}{L}$$

②如將距離的遠近也考慮在內的話，得到的是絕對星等，一般辦法是取一光度為 L 距地距離為 D 的標準星，定其星等為 M ，則任一光度為 L^1 距地 D^1 的星，其星等為

$$M^1 = M - 5 \log \frac{D^1}{D} - 2.5 \log \frac{L^1}{L}$$

一般取標準距離為 $D = 3 \times 10^{14}$ KM.

③因眼神經，照相底片等，對不同波長的光的感受能力不同，所以星等又有目視星等（Visual magnitude）和攝影星等（Photographic magnitude）幅熱星等之分。幅熱星等是假設星球是黑體，用黑體幅射律

將目視星等或攝影星等加以修正而得，修正量又稱幅熱修正量（Bolometric Correction）。

3. 色指數：Color Index.

因星球表面溫度不同，看上去時顏色也因星而異，色指數那是測量星球表面溫度的量。普通攝影底片對藍色的感光性較強，而對黃、紅色較弱，肉眼則反是。因此攝影星等和目視星等往往不同，這兩數之差（ $B-V$ ）叫做色指數，如果假設星球是一個黑體，則不同溫度的黑體所發出的光強度與波長的不同有一定的關係，如我們將某一星的色指數和黑體的色指數相比，那麼我們就可以很簡單地求得星球表面的溫度了。

4. 赫茲普龍—羅素圖：Hertzsprung—Russell Diagram.

5. 主系星：Main Sequence Stars

6. 紅巨星：Red Giant

7. 白矮星：White Dwarf

8. 維理定律：Virial Theorem

假設星球是一團處於平衡狀態下的球形氣體，設其壓力為 P ，密度為 ρ ，重力常數為 G ， $M(r)$ 為半徑 r 的圓球之質量， $V(r)$ 為半徑 r 之圓球體積，則得 $dp = -\rho \frac{GM(r)}{r^2} dr$ （壓力差為重力所平衡）

$$\frac{d}{dr} M(r) = 4\pi\rho(r)r^2$$

$$V(r) = \frac{4\pi}{3} r^3$$

$$Vdp = -\rho \frac{GM(r)}{r^2} \frac{4\pi r^3}{3} dr = -\frac{1}{3} \frac{GM(r)}{r}$$

$$\rho 4\pi r^2 dr = -\frac{1}{3} \frac{GM(r)}{r} dM(r)$$

$$\int_{\text{Star}} Vdp = - \int_{\text{Star}} Pdv + P_v \Big|_0^{\text{outside}}$$

但 $P=0$ 當 $r>r_s$ = 星球半徑

且 $V=0$ 當 $r=0$

$$\text{故得} \quad \int vdp = - \int pdv$$

$$\therefore \int_{\text{Star}} Pdv = \int_{\text{Star}} \frac{GM(r)}{3r} dM(r)$$

$$\text{但星球的重力能是} - \int \frac{GM(r)}{r} dM(r)$$

$$\therefore 3 \int Pdv = - (\text{重力能})$$

如果我們假設星球內部物質滿足氣體定律，則

$$\text{熱能} = \frac{3}{2} \int Pdv$$

\therefore - (重力能 = 2 (熱能)
如果光壓佔重要地位, 則因光壓 = $\frac{1}{3}$ (熱能密度)

$$\therefore \int P dv = \frac{1}{3} \int (\text{熱能密度}) dv = \frac{1}{3} (\text{熱能})$$

\therefore - (重力能) = 熱能

星球總能 = 重力能 + 熱能 = 0

此表明該星球處於不穩定狀態

通常, 維理定律可寫為

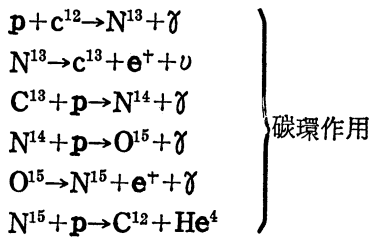
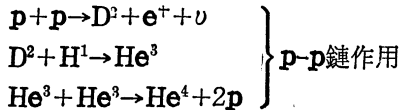
$$-(\text{重力能}) = n (\text{熱能}) \quad 1 < n < 2$$

這公式指出下列事實:

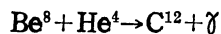
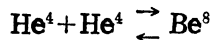
$$\text{總能量} = (1-n) \text{熱能} = \frac{n-1}{n} \text{重力能}$$

故當星球收縮時, 總能量隨重力能而減少, 熱能反而增加。所以星球的溫度一方面增加, 同時也輻射出部份能量。

9. 這一作用過程如下: ($4p \rightarrow \alpha$)



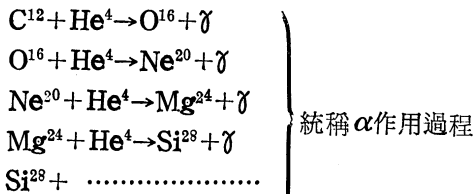
10. 這一作用過程如下: ($3\alpha \rightarrow C^{12}$)



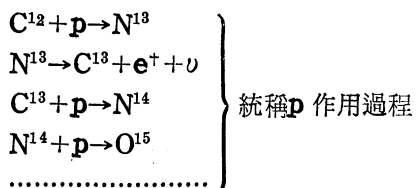
11. 鮑利獨佔原理: Pauli Exclusion Principle

12. 簡併化: degeneracy

13. 這些作用包括下列過程:



直到 Ti^{48} 為止



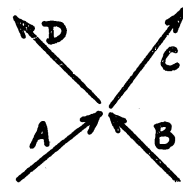
14. 見 Burbidge Burdige Fowler and Hoyle Rev Mod Phys 29 547 (1957)

15. 見 Reference. 光子本身不能產生中微子, 因為光子和不帶電的中微子之間及有相互作用。

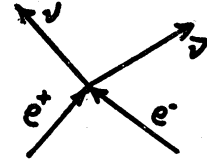
16. 簡單地來說, 我們用到下列理論:

A. Fermi Interaction:

Fermi 引電磁場為例 (在電磁作用中, interacting Hamilton Function 取為 $j_\mu A_\mu$ 的形式, j_μ 是 four-current, A_μ 是 Vector four-potential) 將 Weak interaction 的 Hamiltonian 也取為 $j_\mu j_{\mu'}$ 之形式。因作用的粒子都是 Fermion, 所以我們可寫 j_μ 作 $j_\mu = \bar{\psi}_A \gamma_\mu \psi_B$, 近來發現 Fermion 不服從對稱性不變律, 使 Feynman 和 Gellmann 將 j_μ 寫做 $j_\mu = \bar{\psi}_A \gamma_\mu a - \psi_B$ 如用 Feynman diagram 表示, Fermi interaction 可畫作



例: $e^+ + e^- \rightarrow \nu + \bar{\nu}$ 可畫作



B. “第一級”近似 S-矩陣論

用 $j_\mu j_{\mu'}$ 作為 interaction Hamiltonian, 我們可將 S-矩陣展開, 取第一項作為近似, 來計算散射截面 (Scattering cross-section) 例如: $e^+ + e^- \rightarrow \nu + \bar{\nu}$

Feynman diagram (見上圖)

第一級 S 矩陣元素 $M = A (\bar{\psi}_e \gamma_\mu a - \psi_e) (\bar{\psi}_\nu \gamma_\mu a - \psi_\nu)$

A = Coupling constant

$$\sigma_v = \frac{|M|^2}{\rho_A \rho_B}$$

σ = 散射截面

v = 開始時兩粒子之相對速度。

ρ_A, ρ_B : 開始時兩粒子的分別密度。

17. Neutron Star: 中子星, 見 Reference (8)