

元素核合成*

厉光烈^{1,2} 李 龙²

1 (兰州重离子加速器国家实验室原子核理论中心 兰州 730000)

2 (中国科学院高能物理研究所 北京 100039)

0571.42

摘 要 简单介绍了元素的核合成理论发展的历史和现状.

关键词 元素 核合成 宇宙大爆炸 核反应

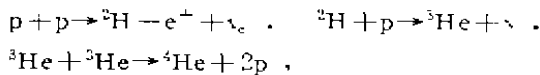
分类号 O571.42

1 引言

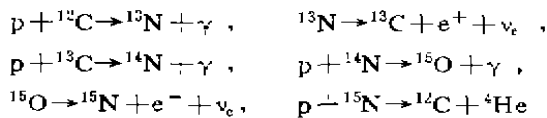
在浩瀚无际的宇宙中,天体如何演化,元素如何生成,是千百年来人类力图探索的奥秘.本世纪30年代,物理学家开始研究恒星演化过程中的核反应现象,为天体物理学开辟了一个新的研究领域——核天体物理.1957年,Burbidge等^[1]发表了被简称为B²FH的著名论文,全面阐述了恒星中元素核合成的理论.在过去的40年里,随着核反应实验方法的改进和精度的提高,元素核合成理论也在不断地发展和完善^[2].本文将简单介绍元素核合成理论发展的历史和现状.

2 历史的回顾

30年代,Bethe^[3]和Von Weizsacker^[4]分别独立地提出了太阳和恒星的能源主要来自它们内部的氢通过p-p链



或以¹²C为催化剂的CN循环



燃烧,转化为He.在考虑了恒星的各种模型之后,Bethe进一步指出,p-p链和CN循环

中的一系列核反应足以提供恒星的辐射能量,从而帮助天文学家弄清了令人困惑的恒星能源问题.因此,Bethe荣获了1967年度诺贝尔物理学奖.Bethe的工作不仅解决了恒星能量的来源问题,而且把恒星能源与元素起源这两者有机地联系起来.但是,Bethe没有回答:H燃烧以后,恒星如何演化,以及H和He以外的化学元素是如何生成的.

早期的元素起源理论大多数假设元素是在宇宙的原始状态下形成的.Bethe在1939年发表的论文中认为:“比He更重的元素不可能在普通的恒星里生成.……在恒星里发现的较重元素一定是在恒星形成时就已经存在了”.G.Gamow在1950年认为,比He更重的元素是在大爆炸过程中通过多次俘获中子形成的.但是,早在Gamow理论提出以前,凯洛格实验室的H.Staub和W.Stephens就从实验中发现,⁵He和⁶Li的基态是不稳定的.此后,W.A.Fowler等又进一步发现,⁸Be的基态也是不稳定的.这样,在质量数A=5和8处就出现了质隙.对Gamow理论来说,这些质隙是不可逾越的.E.Fermi和A.Turkevich曾试图“架桥”跨越这些质隙,但没有成功.

1946年,英国物理学家F.Hoyle提出比

收稿日期:1999-04-05.

* 国家自然科学基金(项目号19775031)和中国科学院九五基础性研究重大项目共同资助.

* 兰州重离子加速器国家实验室原子核理论中心'99首次学术讨论会论文.

He 更重的元素可在恒星中通过 He 燃烧生成的观点. 他想到通过 $3\alpha \rightarrow {}^{12}\text{C}$ 反应来实现 He 燃烧. 1951 年, 康奈尔大学的 E. E. Salpeter 在访问凯洛格实验室期间, 发现 He 可以通过不稳定的 ${}^8\text{Be}$ 燃烧. 他在分析了有关 $2\alpha \rightleftharpoons {}^8\text{Be}$ 的实验数据后指出, 平衡浓度甚低的 ${}^8\text{Be}$ 有可能俘获 α 粒子转化为 ${}^{12}\text{C}$: $2\alpha \rightleftharpoons {}^8\text{Be}(\alpha, \gamma) {}^{12}\text{C}$, 并释放出大量的能量. 他认为, 这个反应(其净效果是 $3\alpha \rightarrow {}^{12}\text{C}$)是红巨星的核能源. 但是, 当时实验上并没有发现这个反应. Hoyle 认为, 这可能是因为反应产物 ${}^{12}\text{C}$ 不是处于基态, 而是处于某个激发态. 由于这个激发态会很快地衰变掉. 因此实验上难以观察到. 他预言这个态的激发能约为 7.62 MeV. Hoyle 在 1953 年初第一次访问凯洛格实验室时, 建议 Fowler 通过实验寻找 ${}^{12}\text{C}$ 的这个激发态. Fowler 的同事 W. Whaling 等在反应 ${}^{14}\text{N}(d, \alpha){}^{12}\text{C}$ 中发现了这个态, 其激发能与 Hoyle 的预言大致相同. 后来, Fowler 等又进一步在 ${}^{10}\text{B}$ 的放射性衰变中找到了这个态, 并发现它既可以分裂为 3 个 α 粒子, 又可以通过 γ 跃迁回到 ${}^{12}\text{C}$ 的基态. 这样, Fowler 和其合作者就在更普遍的意义上证实在上述反应, 即 $3\alpha \rightarrow {}^{12}\text{C}^* \rightarrow {}^{12}\text{C} + \gamma$.

He 燃烧机制的发现, 为元素起源理论的研究揭开了新的一页. 人们开始相信, 比 He 更重的元素不是在大爆炸的一瞬间产生的, 而是随着恒星演化在一系列核反应过程中逐步生成的. 1954~1956 年间, Fowler 与 Burbidge 夫妇及 Hoyle 合作, 对恒星中的核反应进行了一系列的研究. 1957 年, 在总结过去工作的基础上, 他们依据 Suess-Urey 元素丰度图全面讨论了恒星中元素的核合成, 发表了著名的论文——B²FH. Fowler 因创立了元素起源的核合成理论, 荣获了 1983 年度诺贝尔物理学奖^[5].

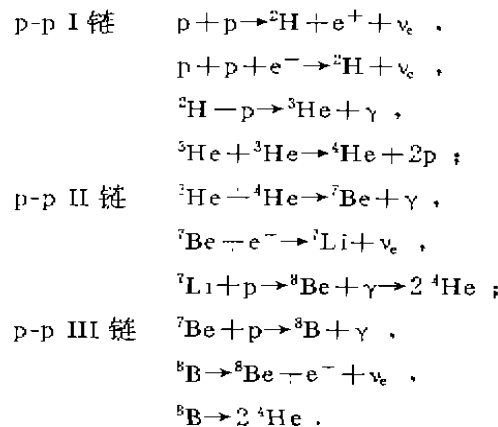
3 研究现状

元素核合成理论主要包括 H 燃烧, He 燃烧, C、Ne、O 燃烧, Si 燃烧(e 过程), 中

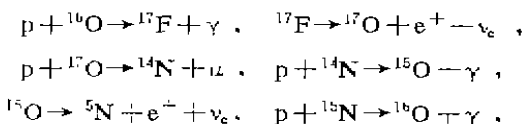
子、质子俘获(s, r 和 p 过程), 以及散裂反应(x 过程)等^[1,2].

3.1 H 燃烧

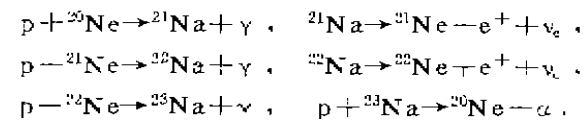
当恒星经过原始星云阶段后, 由于引力收缩到达主序星阶段时, 温度可达 10^4 K 以上, 这时在恒星内部 H 开始燃烧. 对于第一代恒星, H 燃烧只能通过 3 个 p-p 链进行, 它们是:



对于第二代和第三代恒星(如太阳), 它们在 H 燃烧阶段开始时, 已含有少量的 C 和 N, 因此可通过前面提到过的 CN 循环由 H 合成 He. 后来, Fowler 又发现了 H 燃烧的另外两个循环: 一个以 ${}^{16}\text{O}$ 为催化剂, 即



Fowler 将其与 CN 循环合称为 CNO 循环; 另一个为 Ne-Na 循环, 即



此外, 在低温时还会发生 Mg-Al 循环, 即

$$p + {}^{24}\text{Mg} \rightarrow {}^{25}\text{Al} + \gamma, \quad {}^{25}\text{Al} \rightarrow {}^{25}\text{Mg} + e^+ + \nu_e,$$

$$p + {}^{25}\text{Mg} \rightarrow {}^{26}\text{Al} + \gamma, \quad {}^{26}\text{Al} \rightarrow {}^{26}\text{Mg} + e^+ + \nu_e,$$

$$p + {}^{26}\text{Mg} \rightarrow {}^{27}\text{Al} + \gamma, \quad p + {}^{27}\text{Al} \rightarrow {}^{24}\text{Mg} + \alpha.$$

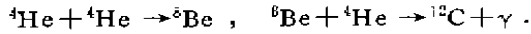
当恒星的温度和密度增加到一定程度后, 就会发生热 CNO 循环, 即





3.2 He 燃烧

H 燃烧完后, 留下的是高浓度的 He 核, 此时引力收缩导致温度和密度进一步升高, 恒星从主序星向红巨星过渡. 当恒星内部温度达到 2×10^8 K 时, He 燃烧开始. 在这一过程中, 发生的主要是“3 α 反应”, 即 $3\alpha \rightarrow {}^{12}\text{C} + \gamma$. 这一反应实际上分两个步骤:



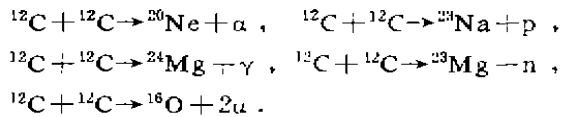
这样, 便跨越了 $A=5$ 和 8 的质隙. 因此, 3α 反应是很重要的.

在 He 燃烧阶段, 除了合成 ${}^{12}\text{C}$ 外, 还可能继续通过 ${}^{12}\text{C} + \alpha \rightarrow {}^{16}\text{O} + \gamma$ 反应合成 ${}^{16}\text{O}$. 另外, 生成的 ${}^{16}\text{O}$ 有可能继续俘获 α 粒子生成 ${}^{20}\text{Ne}$, 但在温度高达 2×10^8 K 时, 反应几率很小. 因此, 在 He 燃烧结束后, 主要产物为 ${}^{12}\text{C}$ 和 ${}^{16}\text{O}$.

对于第二代和第三代恒星, 其内部含有 ${}^{14}\text{N}$, 因此在氦燃烧阶段易于通过 ${}^{14}\text{N}(\alpha, \gamma){}^{18}\text{O}$ (e^+, ν) ${}^{18}\text{O}(\alpha, \gamma){}^{22}\text{Ne}$ 反应转化为 ${}^{18}\text{O}$ 和 ${}^{22}\text{Ne}$.

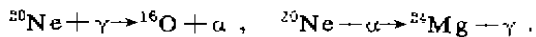
3.3 C、Ne、O 燃烧

1952 年, Salpeter 提出了在 He 燃烧后将发生 C 燃烧. 在 He 耗完后, 恒星内核继续收缩, 温度进一步升高, 当温度达到 8×10^8 K 时, C 燃烧开始.



在上述反应中, 以合成 ${}^{20}\text{Ne}$ 和 ${}^{24}\text{Na}$ 的两个反应最为重要.

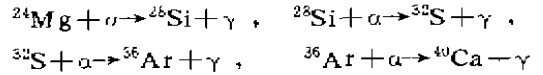
C 燃烧主要合成的是 ${}^{16}\text{O}$ 、 ${}^{20}\text{Ne}$ 、 ${}^{23}\text{Na}$ 和 ${}^{24}\text{Mg}$ 等核. 然后, 一部分 ${}^{20}\text{Ne}$ 发生光致蜕变, 放出 α 粒子, α 粒子能很快地与其余的 ${}^{20}\text{Ne}$ 发生反应生成 ${}^{24}\text{Mg}$:



实际上, 就是 ${}^{20}\text{Ne} + {}^{20}\text{Ne} \rightarrow {}^{16}\text{O} + {}^{24}\text{Mg}$ 反应, 即 Ne 燃烧.

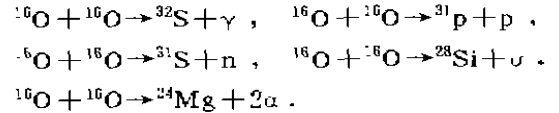
${}^{20}\text{Ne}$ 发生光致蜕变放出的 α 粒子还可以

继续与 ${}^{24}\text{Mg}$ 发生链式反应:



等. 这是一系列的 α 粒子俘获反应, Burbidge 夫妇将其称为 σ 过程.

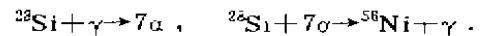
Ne 燃烧完后, 温度上升到 2×10^9 K, 发生 O 燃烧:



上述反应过程中产生的质子、中子和 α 粒子与已经存在的核发生反应又产生一些新核, 例如 ${}^{28}\text{Si}$ 、 ${}^{32,33,34}\text{Si}$ 、 ${}^{35,37}\text{Cl}$ 、 ${}^{36,38}\text{Ar}$ 、 ${}^{39,41}\text{K}$ 、 ${}^{40,42}\text{Ca}$ 、 ${}^{46}\text{Ti}$ 和 ${}^{50}\text{Cr}$ 等.

3.4 Si 燃烧(e 过程)

当温度高达 $4 \times 10^9 \sim 5 \times 10^9$ K 时, 恒星中的核反应进入最后阶段——Si 燃烧. 一般讲, Si 燃烧发生在大质量恒星演化晚期产生的超新星中. 与 C、O 燃烧不同, 由于强大的库仑势垒, 两个 ${}^{28}\text{Si}$ 核不可能发生聚合反应. 在 Si 燃烧过程中, 光致蜕变扮演了重要的角色, 恒星中高能量的 γ 辐射, 先与 ${}^{28}\text{Si}$ 作用, 通过 (γ, p) 、 (γ, n) 、 (γ, α) 等反应放出质子、中子和 α 粒子. 这些粒子极易和未光解的 ${}^{28}\text{Si}$ 发生 (α, γ) 、 (p, γ) 、 (n, γ) 、 (α, p) 和 (α, n) 等反应, 形成较重的核. 例如:



${}^{28}\text{Si}$ 发生的这种先分解、后合成的过程, 在 Mg、Ne、S 等核上也都有可能发生, 人们统称其为 Si 燃烧.

我们知道, 在 Fe-Ni 区核内核子平均结合能最大, 尤其是偶偶核 ${}^{56}\text{Fe}$, 最为稳定. 因此, 在 Si 燃烧阶段, ${}^{28}\text{Si}$ 及其附近的核可以继续俘获 α 粒子, 合成 Fe-Ni 区附近的核. 到达 Fe-Ni 区后, 由于 ${}^{56}\text{Fe}$ 、 ${}^{56}\text{Ni}$ 等结合能已达最大值, 它们不再可能与 α 粒子发生反应.

在 Si 燃烧阶段, 温度高达 $4 \times 10^9 \sim 5 \times 10^9$ K, (γ, p) 、 (γ, n) 、 (γ, α) 、 (α, γ) 、 (p, γ) 、 (n, γ) 、 (α, p) 和 (α, n) 等核反应道都将先后开

放. 这时各种原子核相互转化、原子核的生成和燃烧达到平衡, 因此我们也常常把 Sr 燃烧称为 e (equilibrium) 过程.

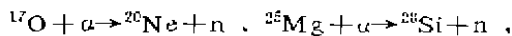
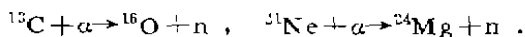
3.5 慢中子俘获 (s 过程)

比 Fe 更重的原子核, 由于它们的平均结合能随 A 的增加而减小, 而且有较强的库仑斥力, 它们不大可能通过核聚变或者俘获质子或 α 粒子来生成. 1954 年, A. G. W. Cameron 首先指出, 比 Fe 重的原子核可以在红巨星中由 Fe 族元素 (Cr、Mn、Co 和 Ni) 的原子核俘获中子得到. 在红巨星内部, 中子通量比较微弱, 反应产物发生 β 衰变以前, 一个 Fe 族原子核通常只能俘获一个中子, 也就是说中子俘获反应速率比其产物的 β 衰变要慢, 因此称为 s 过程. 例如



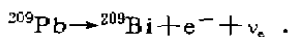
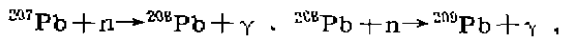
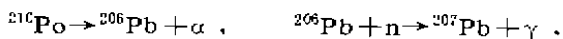
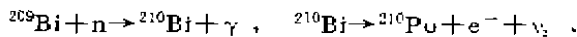
s 过程的速度很慢, 每一个中子俘获过程约需 $100 \sim 10^4$ a, 所以其间有充裕的时间发生不稳定衰变.

红巨星中有 s 过程所需要的中子源吗? 人们知道, 红巨星是 He 燃烧的场所, 有充足的 α 粒子. 在第二代或后代恒星中, 会含有一定数量的 ^{13}C 、 ^{17}O 、 ^{21}Ne 、 ^{25}Mg 等比 He 重的核素. 通过发生在这些核上的 (α, n) 反应, 如



便可为 s 过程提供中子源.

s 过程并不能合成所有的重原子核, 其终点是 ^{209}Bi , 因为一旦形成比 ^{209}Bi 更重的核, 它就会衰变为 Pb 或 Tl, 而 Pb 或 Tl 又继续俘获中子, 发生 s 过程, 最后又回到 ^{209}Bi :



3.6 快中子俘获 (r 过程)

1956 年春, 比基尼岛氢弹试验的资料发

表以后, 人们发现在强中子流作用下可以产生超铀元素 ^{254}Cf . G. R. Burbidge 注意到一个奇妙的巧合—— ^{254}Cf 的放射性衰变和超新星的特征衰变有相同的平均寿命 (约 55 天). 这一现象启发了 B²HF 断言的快中子俘获过程, 又称 r (rapid) 过程. 与 s 过程不同的是, 在 r 过程中, 中子俘获反应速率比其产物的 β 衰变速率要快. r 过程中每次俘获中子的时间只需 $0.1 \sim 1$ s, 比 s 过程快了 10^{10} 倍. 一个 Fe 族原子核在 $10 \sim 100$ s 内最多可俘获 200 个中子. 尽管其产物多数都是不稳定核, 但在连续两次俘获中子之间, 很难插进 β 衰变. 大多数丰中子稳定核就是在 r 过程中生成的. r 过程这一连续快速俘获中子的特点, 要求在短时间内有足够的中子通量, 而在恒星稳态燃烧时无法提供如此之多的中子以满足这一要求. 因此, 一般认为 r 过程可能发生在超新星爆发的时候.

3.7 质子俘获 (p 过程)

对于一些丰度较低的丰质子稳定核, 例如 ^{92}Mo 、 ^{113}In 、 ^{112}Sn 、 ^{114}Sn 、 ^{115}Sn 、 ^{120}Te 和 ^{134}Xe 等, 不可能由中子俘获产生. 一般认为, 这类丰质子稳定核有两种生成机制: 一是光核反应, 主要是 (γ, n) 反应, 例如 ^{115}Sn 有可能通过 $^{116}\text{Sn}(\gamma, n)^{115}\text{Sn}$ 反应生成; 另一是质子俘获, 以 (p, γ) 和 (p, n) 反应为主, 例如 ^{113}In 有可能通过 $^{112}\text{Cd}(p, \gamma)^{113}\text{In}$ 或 $^{112}\text{Cd}(p, n)^{113}\text{In}$ 反应生成. 这两种机制统称为 p 过程. p 过程也只能发生在超新星爆发的时候.

3.8 散裂反应 (x 过程)

在轻元素中, 只有 D、 ^3He 、Li、Be 和 B 不能在恒星内部生成. 这是因为恒星内部温度很高, 即使这些元素生成了, 也会在 α 粒子或质子的轰击下很快蜕变掉. 因为 B²HF 论文中当时并未论述这些轻元素的机制, 所以称其为 x 过程.

1970 年, Reeves 等^[6]首先提出这些元素的形成与银河宇宙线有密切关系, 随后所作的计算证实了这一假设. 现在人们知道, Li、

Be 和 B 这些轻元素可由宇宙线中的高能质子和 α 粒子在星际气体中丰度较高的 ^{12}C 、 ^{14}N 、 ^{16}O 和 ^{20}Ne 等原子核上引起的散裂反应生成, 又称其为 I 过程. 例如, 当宇宙线中的高能质子轰击 ^{12}C 核时, 可以生成从 ^2H 一直到 ^{11}B (包括 ^3He 、 ^4He 、 ^6He 、 ^7Li 、 ^9Be 和 ^{10}B 等) 的散裂产物. 利用银河宇宙线传递的扩散模型计算出的 ^6Li 、 ^9Be 、 ^{10}B 和 ^{11}B 等轻元素的丰度与实验值符合甚好, 但 ^7Li 的计算值却比实验值低得多. 为此, 有人提出了红巨星、超新星的外层可能是合成 ^7Li 的场所.

元素核合成理论是天体物理发展史上的一块里程碑. 它不仅成功地解决了元素的起源问题, 而且帮助天文学家弄清了在赫罗 (Hertzprung-Russell) 图中恒星演化的方向以及中等质量恒星的最终归宿是超新星爆发等问题, 从而完善了恒星演化理论. 人们通过一系列的实验测出了元素核合成理论中核反应的速率, 很好地解释了恒星的能量辐射, 并且拟合出的元素丰度曲线也与实验值基本相符. 另外, Fowler 还根据计算得到的放射性同位素 ^{232}Th 、 ^{235}U 和 ^{238}U 的初始丰度, 推算出银河系的年龄约为 $7 \times 10^9 \sim 15 \times 10^9$ a. 由于这些核反应都是在很低能量下进行的, 因此对这些核反应速率的测量是一项相当困难的工作. 例如, 在红巨星中发生的 $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$ 反应就是在 α 粒子的相对能量约为 0.3 MeV 的情况下进行的, 但在实验室里能够得到的 α 粒子束流的最低能量为 1.1 MeV. 在这样低的能量下测量到的上述反应的截面只有 1 nb, 将其外推到 0.3 MeV, 截面将下降到 10^{-3} nb. 因此, 要得到精确的结果, 不仅要求实验测量的精度很高, 而且要尽量减少因外推而引起的误差. 1967 年, Fowler 等导出一个核反应速率的解析表达式. 利用这个

公式, 可由实验室里测量到的核反应截面比较精确地推出相应的天体核反应的速率, 从而成功地解决了上述难题.

然而, 元素核合成理论中还存在一些疑难问题. 例如, 在 H 燃烧过程中会释放出许多中微子, 但是在地球上测得的太阳中微子通量只是理论预言的三分之一, 这就是“太阳中微子失踪的问题”. 再如, Orgueuil 陨石中 ^{22}Ne 超常、星际介质中存在大量 ^{26}Al 和 τ 过程的天体场所等都是尚待解决的难题. 此外, 最新天文学研究表明, 宇宙中可能有 90% 的物质是暗物质, 对暗物质的元素组成, 人们一无所知, 因此, 元素核合成理论能否通过“暗物质”这一关, 仍是一个谜.

4 展望

已有的研究表明, 上述难题的解决部分依赖于一系列关键原子核的衰变几率和反应截面的测定. 目前, 远离 β 稳定线短寿命原子核的衰变几率和反应截面几乎没有实验数据, 实验核物理学家已开始利用放射性核束装置来研究它们. 我国已建成的兰州放射性核束流线 (RIBLL) 和即将建造的兰州重离子加速器冷却储存环装置 (HIRFL-CSR) 可以提供多种放射性核束, 为精确测定关键原子核的衰变几率和反应截面创造了极好的实验条件^[7]. 例如, 热 CNO 循环的重要环节 $p + ^{15}\text{N} \rightarrow ^{16}\text{O} + \gamma$ 的反应截面就可利用时间反演不变性通过其逆反应, 即高能放射性核素 ^{16}O 通过介质引起的库仑裂解来测定. 我国核物理学家应该抓住这一机遇, 理论与实验相结合, 为解决上述难题作出自己的贡献, 以使我国核天体物理的实验研究在国际上占有一席之地.

参 考 文 献

1 Burbidge E M, Burbidge G R, Fowler W A. Synthesis of the Elements in Stars. Rev Mod Phys, 1957, 29:

547~650

2 Wallerstein G, Iben Jr I, Parker P *et al.* Synthesis of

- the Elements in Stars; Forty Years of Progress. *Rev Mod Phys*, 1997, 69: 995~1 984
- 3 Berthe H A. Energy Production in Stars. *Phys Rev*, 1939, 55: 434~456
- 4 Weizsacker, Von C F. Zur Theorie der Kernmassen. *Z Phys*, 1935, 96: 431~458
- 5 厉光烈. 元素核生成理论和 Fowler 的贡献. *物理*, 1985, 6: 321~324
- 6 Reeves H, Fowler W A, Hoyle F. Galactic Cosmic Ray Origin of Li, Be and B in Stars. *Nature*, 1970, 226: 727~729
- 7 罗亦孝. 兰州重离子加速器冷却储存环. *现代物理知识*, 1998, 2: 14~24

Nucleosynthesis of Elements

Li Guanglie^{1,2} Li Long²

1 (Center of Theoretical Nuclear Physics, National Laboratory of Heavy Ion Accelerator of Lanzhou, Lanzhou 730000)

2 (Institute of High Energy Physics, the Chinese Academy of Sciences, Beijing 100039)

Abstract The development history of the nucleosynthesis theory of elements, which was presented by E. M. Burbidge, G. R. Burbidge, W. A. Fowler, F. Hoyle and A. G. W. Cameron, and the progress of this theory during the past 40 years are introduced.

Key words element nucleosynthesis big-bang nuclear reaction

Classifying number O571.42