

## 第1章



# 核物理和天体物理概述

## 1.1 历史

1920年,阿斯顿(Aston)发现氦原子的质量比4倍的氢原子质量稍微小一些。之后不久,爱丁顿(Eddington)在1920年英国科学进步协会的主席讲话中建议阿斯顿的发现可以解释太阳中能量的产生,即通过氢到氦的转化。但是,爱丁顿无法解释为什么通过观测得到的恒星温度远低于人们认为的引发聚变反应所必需的温度。1928年,伽莫夫(Gamow)以及Condon和Gourney各自独立地计算了粒子贯穿势垒的量子力学概率,并因此解释了 $\alpha$ 粒子衰变(Gamow,1928; Condon & Gourney,1929)。Atkinson和Houtermans利用伽莫夫的结果,提出量子力学隧道效应可以解释恒星中的能量产生,即通过核聚变反应(Atkinson & Houtermans,1929)。

1932年,考克罗夫特(Cockcroft)和瓦尔顿(Walton)启动了第一个人工核反应(Cockcroft & Walton,1932),即利用加速至几百千电子伏能量的质子轰击并分解锂原子核。偶然地,锂被分解成两个 $\alpha$ 粒子,这就是后来被称为pp链的反应之一。1934年,Lauritsen和Crane利用质子轰击碳产生了一个10 min的放射性(Crane & Lauritsen,1934),这是对后来被称为CNO循环反应之一的首次测量。

1936年,Atkinson提出两个氢核熔合成氦核作为天体能量产生的来源(Atkinson,1936)。1938年,Bethe和Critchfield提供了对这个反应的详细处理,表明 $p+p$ 反应产生的能量与太阳的能量两者在数量级上是一致的(Bethe & Critchfield,1938)。von Weizsäcker和Bethe分别独立地发现了恒星通过CNO循环产生能量(von Weizsäcker,1938; Bethe,1939)。特别地,Bethe的工作首次研究了CNO循环中产能率和温度的依赖关系。

在接下来的岁月里,人们建立了核天体物理中的一些开拓性思想。霍伊尔(Hoyle)在两篇文章里利用当时可用的核数据在天体演化框架下首次提出了核合成理论(Hoyle *et al.*,1946; Hoyle,1954)。核物理实验确凿地表明自然界中没有质量数为5和8的稳定原子核。为此,如何绕开这些质量间隙从较轻的原子核合成较重的原子核还是一个谜。1952年,Salpeter建议一个较小平衡浓度的非稳定 $^8\text{Be}$ 核,其如果俘获另外一个 $\alpha$ 粒子就能够形成稳定的 $^{12}\text{C}$ ,这个 $3\alpha$ 反应可能是红巨星的主要能量来源(Salpeter,1952)。Hoyle指出如果在 $^{12}\text{C}$ 核中没有一个位于7.7 MeV的激发能级,则这一俘获概率就太小了。这一预言的能

级被后来实验所证实(Dunbar *et al.*, 1953), 它的能级特性也被实验所测定(Cook *et al.*, 1957), 从而建立了  $3\alpha$  反应作为克服质量数 5 和 8 间隙的机制。

1956 年, Suess 和 Urey 在一篇非常有影响力的评论文章中, 证明了在观测到的太阳系元素丰度分布中存在许多双峰结构(Suess & Urey, 1956)。人们立刻清楚地发现, 这些丰度峰值与詹森(J. H. D. Jensen)和迈耶(M. G. Mayer)夫人在 1949 年各自独立提出的原子核壳模型中的中子幻数有关。通过中子俘获反应产生铁以上重核素的核合成过程后来被称为 s-过程和 r-过程。

尤为重要的是, 1953 年 Merrill 在演化的红巨星中发现了元素锝(Tc)的光谱线(Merrill, 1952)。所有锝的同位素都是不稳定的, 其最长寿命同位素的半衰期约为  $4.2 \times 10^6$  a。在宇宙学时间尺度(约  $10^{10}$  a)上, 这样的半衰期是非常短的, 因此, 这一发现毫无疑问地表明, 锝元素一定是“最近”在恒星内部产生的, 而核合成的产物可以在质量损失和混合的帮助下到达恒星的表面。

1957 年, Burbidge 等在一篇评论文章中介绍了当时有关元素合成的可用知识(Burbidge *et al.*, 1957, 后来被称为  $B^2FH$ ), Cameron 则独立发表了一篇评论文章(Cameron, 1957)。这些论文为核天体物理学的现代理论奠定了基础。此后, 该领域发展成为令人兴奋的学科, 取得了令人瞩目的成就, 并将天文观测、核物理实验、核理论、天体演化以及流体力学等课题紧密地联系在一起。

## 1.2 命名法

原子核由质子和中子构成。符号  $Z$  表示质子的数目, 称为原子序数。中子的数目用符号  $N$  表示。质量数  $A$  定义为  $A = Z + N$ , 它是一个整数, 有时也被称为核子数。具有相同质子数和中子数的原子核都有相同的核特性。它们可以用符号  ${}_Z^A X_N$  表示, 其中  $X$  表示元素符号。任何单个的具有相同质子数  $Z$  和中子数  $N$  的一类原子核, 称为一种核素(nuclides)。具有相同质子数, 但是中子数不同(也即质量数不同)的核素称为同位素(isotopes)。质量数相同, 但质子数和中子数不同的核素称为同量异位素(isobars)。中子数相同, 但质子数不同(也即质量数不同)的核素称为同中异位素(isotones)。同位素、同量异位素和同中异位素因为具有不同的质子和中子, 因此它们的核物理特性也是不同的。

核素可以用一个二维图表示, 称为核素图(chart of the nuclides)。图中水平轴和纵轴分别表示中子数和质子数。图中的每个方框都表示一个不同的核素, 具有唯一的核物理特性。图 1.1 显示了部分较轻核素种类( $Z \leq 15, N \leq 20$ )的核素图。阴影方框表示的是稳定核素, 未填充的方框对应于半衰期大于 1 ms 的不稳定核素。在自然界中, 存在着比稳定核素更多的不稳定核素。令人惊讶的是, 不存在质量数为  $A = 5$  和 8 的稳定核素。读者将会在第 5 章看到, 这种情况在恒星核合成中具有非常深刻的影响。

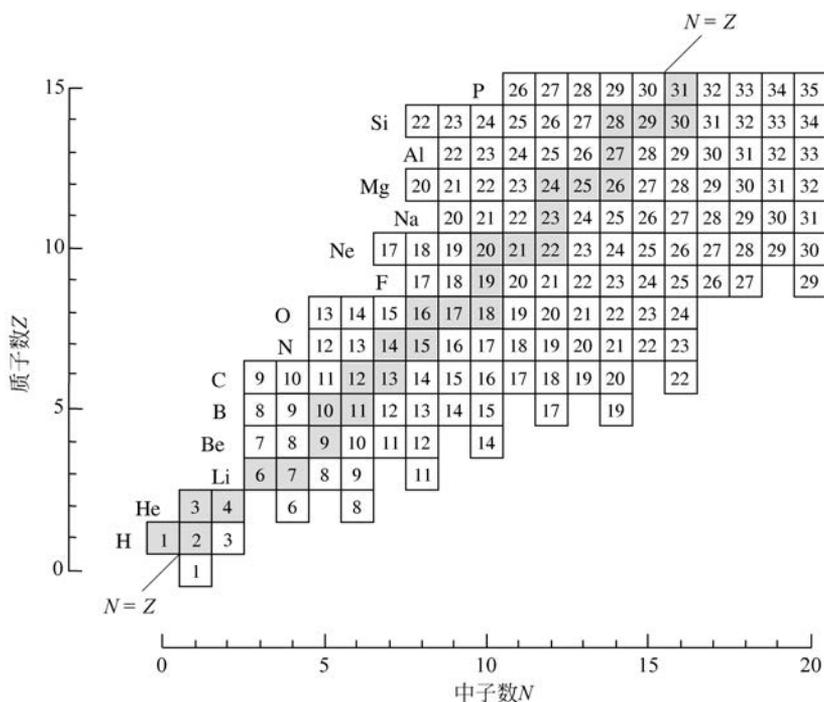


图 1.1 部分核素图,显示了最轻的  $Z \leq 15$  且  $N \leq 20$  的一些核素,阴影方块代表稳定核素,而空心方块对应于半衰期超过 1 ms 的不稳定核素。唯一例外的是核素  ${}^8\text{Be}$  和  ${}^9\text{B}$ ,它们具有相当短的半衰期。在质量数  $A = 5$  或  $8$  处没有稳定核素



### 示例 1.1

具有 7 个中子 ( $N = 7$ ) 的碳核 ( $Z = 6$ ) 的质量数为  $A = Z + N = 13$ , 可以用符号  ${}^{13}_6\text{C}_7$  来表示。因为元素符号和质子数(即原子序数)携带着相同的信息,所以在符号表示中  $Z = 6$  和  $N = 7$  经常被舍去。具有质量数  $A = 13$  的碳核素可以确切地用符号  ${}^{13}\text{C}$  来表示。

${}^{12}_6\text{C}_6$ ,  ${}^{13}_6\text{C}_7$  和  ${}^{14}_6\text{C}_8$  都是碳的同位素;  ${}^{20}_{10}\text{Ne}_{10}$ ,  ${}^{20}_{11}\text{Na}_9$  和  ${}^{20}_{12}\text{Mg}_8$  是质量数为  $A = 20$  的同量异位素;  ${}^{28}_{14}\text{Si}_{14}$ ,  ${}^{29}_{15}\text{P}_{14}$  和  ${}^{30}_{16}\text{S}_{14}$  是中子数为  $N = 14$  的同中异位素。

## 1.3 太阳系丰度

人们普遍认为,太阳系是由气态星云的塌陷形成的,该星云具有几乎均匀的化学和同位素丰度分布。太阳系中的丰度也与许多恒星、太阳附近的星际介质,以及其他星系的一部分恒星中观测到的丰度相似。因此,人们长期以来一直希望对太阳系丰度进行仔细的研究,这将提供“宇宙的”(cosmic)或“普适的”(universal)丰度分布,即代表宇宙中所有发光物质的一个平均丰度分布。然而,更仔细地比较太阳系和宇宙其他部分的丰度,就会发现明显的成分差异。此外,原始陨石中太阳前颗粒(presolar grains)的发现,使得人们能够第一次对星

际物质进行精确地化学和同位素分析。对这些太阳前颗粒中同位素丰度的测量表明,与太阳系的值相比,存在非常大的偏差。按照文献中的常规做法,在指太阳系形成时太阳系中的丰度分布时,我们将避免使用术语“普适的(universal)丰度”,而是使用“太阳系丰度”(solar system abundances)这一表述。后者提供了一个重要的、常常要用到的参考标准。

对于太阳系元素丰度,有两个主要且独立的,有时是互补的数据来源:①观测太阳光球;②分析一类特定的陨石,称为CI碳质球粒陨石。太阳包含了太阳系中的大部分质量,因此,它代表了整个太阳系的成分构成。另外,行星包含了相当少的质量,但自形成以来,它们在过去的4.5 Ga(1 Ga=10<sup>9</sup> a)时间里经历了广泛的化学分馏(Cowley,1995)。在2万多个回收的陨石中,只有5种已知的CI碳质球粒陨石。尽管这些陨石所包含的物质的量微不足道,但它们被认为是太阳系中最原始的物体之一。它们显示出最少的化学分馏和凝结后重熔的证据,这样就保留了太阳星云原始物质中存在的大多数元素(除少数极易挥发的物质以外)。关于如何获得这些丰度的细节将不在这里赘述(例如,Arnett,1996;Grevesse & Sauval,1998;Palme & Jones,2003;Lodders *et al.*,2009)。在此处有必要作一个评论:总体上,从太阳光球和原始陨石所得到的丰度具有显著的一致性(对于大多数元素,一致性都好于±10%)。然后,主要利用地球上的同位素比率,就可以从元素丰度中获得太阳系中同位素的丰度(Rosman & Taylor,1998)。

图1.2(a)显示了太阳系中核素的丰度与质量数 $A$ 之间的关系。该丰度是归一化到硅原子数目上的。对于特定的质量数 $A$ ,如果存在两个或更多稳定的同量异位素,则显示的是它们丰度的总和。图1.2(b)分别展示了偶 $A$ 和奇 $A$ 核的丰度。几乎所有的质量都包含在<sup>1</sup>H(71.1%)和<sup>4</sup>He(27.4%)这两种原子核里。在 $A=5\sim 8$ 质量区,存在一个最小丰度区,对应于锂(Li)、铍(Be)和硼(B)元素。其余剩下质量的一半以上(约1.5%)以<sup>12</sup>C和<sup>16</sup>O的形式存在。随着质量数的增加,丰度缓慢下降。另外一个最小发生在 $A=41\sim 49$ 质量区,即在元素钪(Sc)的附近。丰度曲线在 $A=50\sim 65$ 质量区展示了一个极大值,即铁(Fe)元素附近。在铁峰以上,随着质量数的增加,总的来说丰度是减小的,尽管在 $A=110\sim 150$ 和 $A=180\sim 210$ 质量区可以看到比较显著的极大值。仔细查看图1.2(b)会发现,偶 $A$ 核通常比奇 $A$ 核更丰。此外,奇 $A$ 核的丰度曲线比偶 $A$ 核的要平滑得多。

图1.2中突出的总体特征是丰度具有极大值和极小值。具体来说,丰度不是随机分散的,而是表现出一定的规律性和系统性。因此,一个合理的假设是任何核素组或子组内的丰度都可以归因于某种主要的核合成机制。自Suess和Urey(1956)的工作开始,这样的太阳系丰度表对于研究元素的起源和核天体物理学的发展产生了巨大的影响。各种核过程在丰度分布中所留下的独特特征,不仅使得人们鉴别和研究这些过程成为可能,而且还可以与这些核合成起源的天体运行环境建立联系。除少数例外,所有的核素都是在恒星中合成的。因此,观测到的太阳系丰度为恒星的历史和演化,再延伸一点讲,为整个银河系的化学演化提供了有力的线索。

令人着迷的是,图1.2中的结构反映了在自然界发生的各种过程中的核物理特性。以下是一些非常笼统的评论。所有的氢(<sup>1</sup>H和<sup>2</sup>H)和大部分的氦(<sup>3</sup>He和<sup>4</sup>He)都起源于大爆炸。其中最丰的<sup>1</sup>H和<sup>4</sup>He是合成更重和更复杂原子核的基本构建基块(building blocks)。在Li-Be-B区域出现了丰度极小值。由于这些核素与质子的熔合反应截面非常大,在质子的轰击下会迅速地被破坏掉,因此,它们的太阳系丰度必须由在恒星内部以外场所发生的过

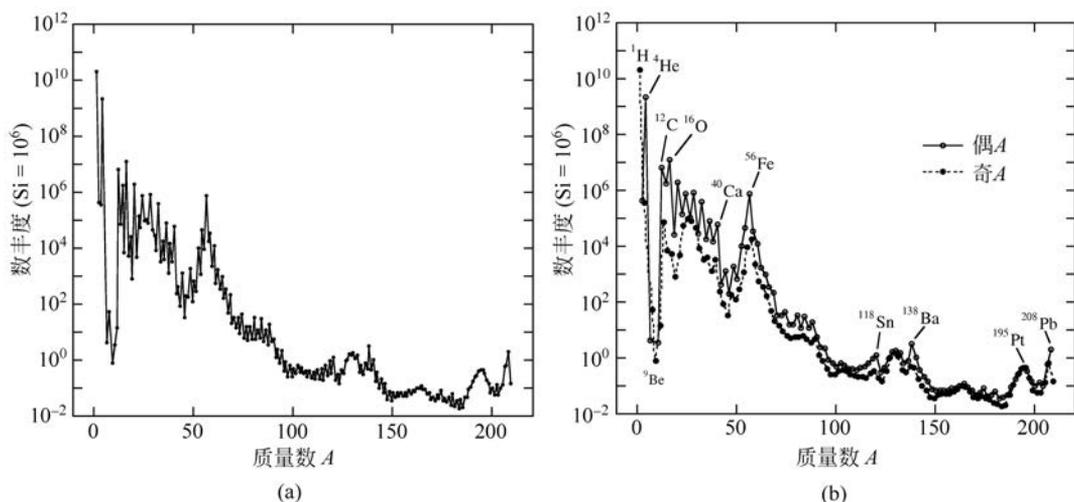


图 1.2 太阳系诞生之初核素的丰度。数丰度归一化到硅原子的数目 ( $\text{Si} = 10^6$ )。数据来自文献 Lodders (2003)。(a) 给定  $A$  处所有核素丰度之和随质量数  $A$  的关系。在  $A = 50 \sim 65$  质量区中的峰值被称为铁峰。(b) 偶  $A$  核素或奇  $A$  核素单独的丰度贡献随质量数的关系。通常偶  $A$  核素比奇  $A$  核素的丰度更丰

程来解释。这些核素被认为是由银河系宇宙线引起的散裂反应而产生的。然而,大爆炸和某些恒星最有可能促成了 $^7\text{Li}$ 的产生。所有 $A \geq 12$ 的较重核素都是在恒星中产生的。从 $^{12}\text{C}$ 到 $^{40}\text{Ca}$ 之间的核素是在各种天体燃烧过程中通过带电粒子核反应合成的。带电粒子之间的核反应受到库仑排斥作用,因此反应核的电荷越大,则核反应的可能性就越小。这种情况反映在丰度曲线从 $^{12}\text{C}$ 到 $^{40}\text{Ca}$ 的总体下降趋势中。铁峰丰度极大值的出现是由于这些核素在能量上代表了最稳定的核素种类(1.5.1节)。由于库仑排斥力非常大,则通过带电粒子反应合成铁峰以上核素的可能性很小,而是由俘获中子产生的。从图 1.2 可以看出, $A > 80$  质量区核素的丰度平均比氢的要小  $10^{10}$ 。在该质量区中所观测到的窄峰和宽峰为两个独特的中子俘获过程的存在提供了确切的证据。以上所有评论都很笼统,没有解释太阳系丰度曲线的任何细节。在第 5 章中将对各种核合成过程进行广泛的讨论。在本书的最后提供了有关太阳系核素起源的信息。

## 1.4 天体物理方面

### 1.4.1 概述

研究恒星对于天文学和天体物理学至关重要,因为恒星是长寿命的物体,是我们从正常星系中观测到的大部分可见光的源头。以消耗质量为代价,轻核素熔合成更较重的核素时会释放动能,这是从恒星表面辐射出去能量的内部来源。这些完全相同的反应会改变恒星物质的成分。正如已经指出的那样,所有质量  $A \geq 12$  的核素都是在恒星中产生的。当恒星在一定演化阶段将其部分质量抛射到空间时,星际介质的化学组成(chemical composition)将被这些热核碎片所改变。而星际介质则在提供新一代恒星形成的物质方面起着关键作

用。发生在恒星和星际介质之间的这种物质循环涉及无数的恒星。通过比较银河系的年龄(约 14 Ga)和太阳的年龄(约 4.5 Ga),我们可以得出结论:导致太阳系丰度分布的循环过程已经运行了将近 100 亿年。

恒星中的核合成已有明确的直接证据。首先,我们在 1.1 节中已经提到了恒星光谱中放射性元素钨的观测(Merrill, 1952)。其次,通过卫星上的光谱仪,人们在星际介质中发现了来自放射性核素 $^{26}\text{Al}$ 的 $\gamma$ 射线(Mahoney *et al.*, 1982; Diehl *et al.*, 1993)。这种 $^{26}\text{Al}$ 核素的半衰期( $7.17 \times 10^5$  a)甚至比放射性元素钨的半衰期还要短,这就再次证明了现在银河系中的核合成仍然是活跃的。再次,中微子被预言是恒星中核过程的副产物(第 5 章)。由于它们与物质的相互作用非常弱,所以它们基本上不受恒星内部的阻碍就可以逃逸出来。在地球上探测到了来自太阳的中微子(Bahcall, 1989; Hirata *et al.*, 1990; Bellini *et al.*, 2014),以及来自 II 型超新星 1987A(Hirata *et al.*, 1987; Bionta *et al.*, 1987)的中微子,这提供了对天体核合成的另一个直接检验。最后,超新星模型预言了放射性核素 $^{56}\text{Ni}$ (半衰期为 6 d)的喷射,然后衰变到放射性子核 $^{56}\text{Co}$ (半衰期为 77 d)。为了确定这些天体爆炸所放出光线的下降趋势,人们预言该核素随后将衰变到稳定的 $^{56}\text{Fe}$ 。这些预言与观测到的超新星光变曲线非常吻合。此外,放射性衰变中产生的高能 $\gamma$ 射线最初通过康普顿散射和光电吸收而热化,并沉积其能量。然而,由于膨胀,柱密度随时间不断降低,则最终抛射物变得透明。人们已经直接探测到了来自超新星 1987A 中的放射性核 $^{56}\text{Co}$ 和 $^{44}\text{Ti}$ 的衰变光子(Matze *et al.*, 1988; Tueller *et al.*, 1990; Grebenev *et al.*, 2012)。

在这方面,天文学家对两个不同天体星族的发现也至关重要。它们被称为星族 I (population I)和星族 II (population II)恒星。它们的年龄和金属含量截然不同,在这里,天文学家把除氢和氦之外的其他任何元素称为金属。星族 I 恒星(包括太阳)都是富金属的。它们是在过去几十亿年内形成的年轻恒星,存在于银盘之中。极端星族 I 代表最年轻、最富金属的恒星,存在于银河系的悬臂之上。另外,星族 II 恒星是贫金属的。它们的年龄相对较古老,存在于银晕(halo of the Galaxy)和核球(bulge)中。极端星族 II 代表最古老、最贫金属的恒星,存在于银晕和球状星团(globular cluster)之中。相较于星族 I 恒星,它们相对于氢的金属丰度要小得多,只有百分之一或者更小。

如果假设银河系的初始成分是均匀的,并且如果不存在可以浓缩银河系盘中金属的机制,那么银河系必须合成自身绝大多数的金属。这一论点为核合成理论,即核合成是恒星演化过程中自然发生的过程,提供了有力的支持。银河系中的金属含量随着时间的流逝而增加,这是因为形成恒星的物质在越来越多的恒星世代中被不断地循环。因此,两个恒星星族之间金属度的差异表明,在银河系历史上,星族 I 的恒星是当星际介质变成富金属后才形成的。

无论在解释整个太阳系的丰度分布,还是在解释观测到的单个恒星的化学组成方面,核反应都是必不可少的。上述天文观测(甚至对于痕量元素)对于约束恒星的理论模型,以及更好地理解天体流体力学、对流、混合、质量损失及自转中的复杂相互作用,都是至关重要的。天体核合成在解释星际介质的化学组成方面也扮演着决定性的角色,因此它与 $\gamma$ 射线天文学、原始陨石及宇宙线本质的研究交织在一起。

### 1.4.2 赫罗图

从一颗星到另一颗星,它们在单位时间内发射的辐射总量或光度都有很大的变化。恒

星表面的有效温度也是如此。但是,如果我们在图中为许多单个恒星绘制这两个量,则结果并不是随机散布的点,而是大多数恒星分成几个截然不同的组。恒星光度和有效表面温度之间的这种关联代表了恒星特性中最重要的关系,被称为赫罗图(Hertzsprung-Russell diagram)或者色度图(color-magnitude diagram)。后一名称意味着表面温度可以用恒星的顏色来表示,而光度则与绝对星等(absolute magnitude)有关。对于这些关系的解释,可以在任何天文学入门级教科书中找到。赫罗图对于恒星演化理论以及整个银河系的历史都具有深远的影响。

首先考虑图 1.3(a),它显示了太阳邻区约 5000 颗恒星样本的赫罗图。其中,图中的每个点对应一颗星。图中表面温度从右到左是增加的。绝大多数的恒星占据着主序(main sequence, MS),从左上角(热且亮的星)到右下角(冷且暗的星)呈对角伸展。例如,太阳属于主序星。在主序星带的右下部分(冷且暗的星),可以发现红矮星(red dwarf, RD)。亚巨星支(subgiant branch, SGB)与主序相连,并向着更冷和更亮的恒星延伸,该稠密区域的恒星首先变成红团簇星(red clump, RC),然后变成红巨星支(red giant branch, RGB)。在对应于较小光度和较高温度(左下)的区域中,人们发现了一组暗淡且炽热的恒星,称为白矮星(white dwarf, WD),一个著名的例子是天狼星的伴星(Sirius B)。一些恒星位于主序之下,但比白矮星要亮得多,称为亚矮星(subdwarf, SD)。许多其他类型的恒星未在图中出现。超巨星(super giant, SG)是银河系中最明亮的恒星,占据着赫罗图的上端,但它们在太阳系附近却很少见。冷而暗淡的褐矮星(brown dwarfs, BD)会在右下角出现(稍微偏离比例),但由于它们太暗淡而无法在图中呈现。

图 1.3(b)显示了球状星团 M 3 的赫罗图。银河系中大约有 200 个球状星团。它们位于银河系中心周围的球形空间,称为银晕。每个星团由  $10^4 \sim 10^6$  个由引力约束的恒星组成,并且向星团中心高度集中。附录中的图 1 显示了球状星团 M 10 的彩色图像。光谱观测发现,与太阳相比,球状星团是贫金属的。这意味着它们非常古老,是在银河系演化的早期阶段形成的。公认的是,一个典型球状星团中的所有恒星都是由组成非常相似的物质在大约同一时间形成的。观测到的球状星团中的恒星位于赫罗图中截然不同的区域,而这必须由仅有的恒星主要特性(即它们的初始质量)之间的差异来解释。如下所述,恒星质量是影响恒星演化的最重要特性:恒星质量越大,则演化就越快。

图 1.3(b)显示了一些已在图 1.3(a)提及到的相同恒星类别。最密集的区域被主序恒星所占据。从主序延伸到更冷、更亮恒星的独特扭结称为转向点(turn-off point, TO)。亚巨星支 SGB 位于向右延伸的水平部分,该部分向上变成红巨星支 RGB。在红巨星支的左侧可以分辨出另外三组恒星:渐近巨星支(asymptotic giant branch, AGB)、红水平分支(red horizontal branch, RHB)和蓝水平分支(blue horizontal branch, BHB)。如下所述,图 1.3(a)和(b)中的不同组恒星对应于天体演化的不同阶段。特别是球状星团在天体物理学中扮演着重要的角色,因为它们在赫罗图中的独特特征代表了其对天体模型的强大约束力。

### 1.4.3 单星的天体演化

在恒星结构和演化理论中,最重要的目标之一就是要理解为什么某些恒星仅出现在赫罗图的特定区域,以及它们如何从一个区域演化到另一个区域。在本节中,我们的目标是总

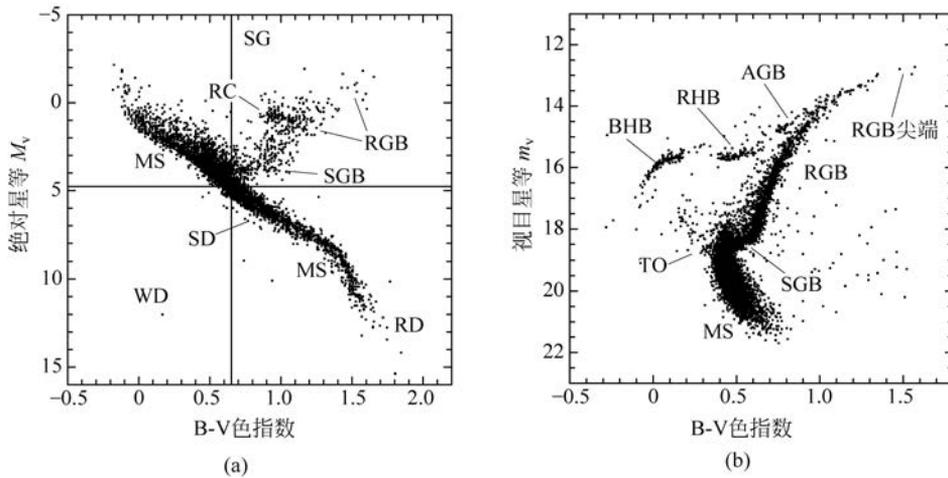


图 1.3 观测的赫罗图,显示了目视星等与 B-V 色指数的关系。每个点对应于一颗恒星

(a) 太阳系附近已知精确距离的大约有 5000 颗恒星样本。数据由 Hipparcos 天体测量卫星获取。绝大多数恒星占据着主序星带,从热(蓝色)的且发光的左上角呈对角延伸到冷(红色)的且微弱的右下角。十字线表示太阳的位置。某些类别的恒星没有出现在图中,例如在太阳邻域很少见的超巨星,以及太微弱而无法被 Hipparcos 探测到的褐矮星。(b) 球状星团 M3 的数据。垂直轴上显示的是视目星等而不是绝对星等,因为这些恒星与地球的距离相同。这里省略了位于红色(RHB)和蓝色(BHB)水平分支之间的天琴座 RR 变星。数据来自 Corwin 和 Carney (2001)

结与恒星中核物理相关的最重要问题,但是不会给出详细的理由。关于恒星演化的介绍可以在 Binney 和 Merrifield(1998)的书中或 Iben(1985)的文章中找到,以及在 Kippenhahn 和 Weigert(1990)的书中可以找到更全面的描述。在本节中,我们将使用诸如氢燃烧、氦燃烧、pp 链、CNO 循环的表述,以获得有关恒星中核过程的一般概念。这些将在第 5 章中进行深入介绍。

在最简单的情况下,关于流体静力学平衡的恒星理论模型可以通过求解一组四个偏微分方程(半径、光度、压力和温度)来构建。这四个方程描述了以到中心的距离为函数的恒星结构,同时也是时间的函数。这种解决方案或天体模型的一个时间序列就代表了赫罗图中的一条演化轨迹(evolutionary track)。恒星结构和演化的计算严重依赖于大规模的数值计算机代码。恒星特性的时间变化与能量收支密切相关。恒星通过核反应和引力收缩而产生能量,并通过光子和中微子的发射而不断地从表面损失能量。在下面的讨论中将变得很清楚,恒星将大部分核燃烧时间都消耗在氢聚变成氦的主序阶段。仔细观察发现,在主序星的质量和光度之间存在着直接的关联。恒星的总质量越大,则其核心温度和压强越大,核能产生得就越快,它的能量输出或光度就越大。例如,一颗 10 倍太阳质量的主序星,它的光度大约是太阳的 3000 倍。此外,主序星的寿命也强烈地依赖于恒星的质量,这是因为恒星燃烧核燃料的速率是由其光度来决定的。例如,1  $M_{\odot}$ 、5  $M_{\odot}$  和 15  $M_{\odot}$  的具有太阳金属丰度的恒星,则其主序上花费的时间分别是大约 10 Ga、100 Ma 和 12 Ma。下面将看到,一颗恒星一旦离开主序后,则其演化速度将大大加快。

现代理论在描述恒星特性方面已经取得了巨大的成功。然而,还有许多悬而未决的问题。恒星演化是一个非常活跃的研究领域,值得牢记的是,模型计算中仍然存在不确定性。这反映了我们对恒星某些过程认识的不全面,包括通过对流、质量损失、原子扩散、湍流混

合、自转,以及磁场对能量传输影响等的处理方面。对于双星(1.4.4节),还会遇到许多其他问题,这是因为:首先,必须放宽模型假设中球对称性的限制;其次,两颗恒星之间的相互作用变得很重要。在这里,除了提及一下大部分影响随着恒星演化而变得越来越重要外,我们将不详细讨论这些影响。核物理的影响与这些问题息息相关。当我们在后面的章节中讨论核物理不确定度对核能产生和核合成的影响时,请务必记住,这里仅指复杂拼图中的一块。核天体物理学的主要目标之一是更好地理解恒星的内部运作。为此,可靠的核物理知识必不可少。

图 1.4 显示了具有各种初始质量单个恒星的主要演化阶段,它将有助于后续的讨论。图的左侧显示了恒星的质量,时间从左到右是增加的。

0.013	褐矮星 (brown dwarf)	D-C										
0.08	红矮星 (red dwarf)	H-C [MS]									He WD	
0.4	低质量星 (low mass star)	H-C [MS]	PP CNO	H-S [RGB]	1. D U	HeF	He-C H-S [HB,RC]	He-S H-S [AGB]	3. D U	PNN	CO WD	
1.5												
2	中等质量星 (intermediate mass star)	H-C [MS]		H-S [RGB]	1. D U		He-C H-S	He-S H-S [AGB]	3. D U	PNN	CO WD	
4		H-C [MS]		H-S [RGB]	1. D U		He-C H-S	2. He-S D H-S U [AGB]	3. D U	PNN	CO WD	
9		H-C [MS]		H-S [RGB]	1. D U		He-C H-S	He-S C-C He-S He-S [SAGB]	2. D U	He-S H-S	3. D U	PNN
11	大质量星 (massive star)	H-C [MS]		He-C H-S	1. D U	C-C He-S	Ne-C C-S	O-C Ne-S	Si-C O-S	CC SN II/Ib/Ic	BH 或 NS	
100												

图 1.4 不同质量范围单个恒星的主要演化阶段。初始恒星质量在左侧给出。时间从左到右增加。每个燃烧阶段的核燃料以黑体显示。例如,“H-C”是指核心氢燃烧,“He-S”表示壳中氦燃烧,等等。对于低质量恒星,对方括号中标签的描述见正文(另请参见图 1.5 的图题);“DU”代表不同的挖掘事件。对于大质量恒星,三个点表示有额外叠加的燃烧壳(图 1.7);标签“CC”代表核心坍缩,“SN”代表超新星,“NS”代表中子星,“BH”代表黑洞。这里的质量范围仅为近似估计,取决于恒星的金属度。对于在  $M \geq 100 M_{\odot}$  质量范围内的恒星演化,请参见文献(Woosley *et al.*, 2002)及其中引用的参考资料

### 1. 前主序星(pre-main-sequence star)

当一个主要由氢和氦组成的星际气体云收缩时,重力势能将转化为热能和辐射。最初,气体处于重力自由落体状态,由于气体是相对透明的,则大部分释放的能量没有被保留下来而是散发出去。随着密度的增加,不透明度也会增加,这样某些发射的辐射就会被保留在云中。导致的结果是,温度和压力开始上升,云中央稠密部分的收缩变慢。温度升高首先导致氢分子解离成原子,然后使氢原子和氦原子电离。当达到约  $10^5$  K 的温度时,气体基本上都被电离了。电子可以有效地捕获辐射,结果导致压力和温度升高,云中央部分的塌陷停止

了。前主序星最终达到了流体静力学平衡状态,同时从云的外层部分继续吸积物质。

能量的来源是重力收缩,但是当中心温度达到几百万开时,第一个核反应开始发生。原初氘与氢熔合,该过程称为氘燃烧(deuterium burning, 5.1.1节),原初锂可以通过与质子的相互作用而被破坏掉( ${}^7\text{Li} + \text{p} \longrightarrow \alpha + \alpha$ ; 符号将在第1.5.2节中解释)。在此阶段,能量通过对流进行传输,大多数恒星物质(包括表面物质)预计经由恒星中心进行加工处理。尽管释放的核能很少,但核反应会改变轻元素的丰度,从而提供关于中心温度的有价值信息。

当温度达到数百万开时,从氢到氦的聚变开始发生,所产生的能量占总能量输出的比重不断增加。最终将达到一个点,在这一点上核心氢聚变将成为唯一的能量来源。现在这颗恒星处于流体静力学和热平衡状态,并到达了赫罗图中一个被称为零龄主序(zero age main sequence, ZAMS)的位置。具有不同初始质量的恒星到达主序的时间不同。例如,一颗  $1 M_{\odot}$  恒星的前主序演化大约持续 7500 万年。在 ZAMS 上,具有不同质量的恒星分布在不同的位置上,这样 ZAMS 在赫罗图中就以一条线来表示。大质量恒星具有较高的温度,核反应启动得较早,因此位于较热、较亮的部分(左上方),而小质量的恒星则位于较冷、较暗的部分(右下方)。

对于新生恒星,因为它们通常被旋转的气体和尘埃盘包围着,所以通常很难被观测到。例如,太阳系大概就是由这样的盘形成的。前主序天体对象的例子是金牛座 T 型星(T Tauri stars)。它们的锂丰度相对较高,表明其中心尚未达到足够高的温度,以至于锂还未通过涉及质子的核反应而被破坏掉。

恒星的后续命运在很大程度上取决于其初始质量,我们将依次考虑不同的质量范围,虽然这些质量范围的划分并不十分严格,而且还有点取决于其化学组成。

## 2. 初始质量为 $0.013 M_{\odot} \leq M \leq 0.08 M_{\odot}$ 的恒星

根据理论预测,该质量范围内的天体对象永远无法达到维持其核心氢聚变所需的中心温度,因此无法产生足够的核能来抵抗压强。搜寻这些非常微弱、暗淡、较冷的恒星,可以为恒星演化理论提供重要的约束。此类对象仅在 20 世纪 90 年代中期才被发现,被称为褐矮星。根据理论预测,它们在银河系中非常丰富,因此是难以捉摸的(重子)暗物质的候选者。褐矮星是完全对流的,其早期的能量来源是由重力收缩提供的。

尽管褐矮星不是真正的恒星,但它们确实有足够的质量经受氘燃烧,这使得它们与木星等大型行星区分开来,并提供了它们额外较低水平的能源。由于褐矮星的温度仍然太低而无法破坏锂元素,所以它们也具有相对较高的锂丰度。褐矮星的外层物质可以用理想气体定律来描述。然而,其核心最终将变成电子简并的。导致的结果是,引力收缩停止了,褐矮星通过将其热能辐射到太空中,并以近似恒定的半径缓慢冷却。在赫罗图中,褐矮星的演化几乎垂直向下并笔直地越过主序(图 1.3)。

在许多现代物理学教科书中都对简并物质的特性进行了详细的描述,在此不再赘述。但是,我们将总结一些特性,这对于讨论其他恒星也很重要。泡利不相容原理(Pauli exclusion principle)指出,最多有两个自旋为  $1/2$  的粒子(例如电子)可以同时占据一个给定的量子态,其结果是物质在相对较高的密度下会变成简并的。因为电子无法移动到已经被占据的较低能级,所以简并气体会强烈地抵抗进一步的引力压缩。不像理想的经典气体(其压强与温度成正比),完全简并的气体所施加的压强与温度无关。换句话说,增加部分简并气体的温度对总压强的影响很小。稍后将看到,当温度达到足够高时,简并度被抬高,意味