

文章编号: 1000-8349(2006)01-0062-11

银河系厚盘恒星元素丰度研究

魏明霞, 张华伟, 刘晓为

(北京大学 物理学院天文系, 北京 100871)

摘要: 自 20 世纪 80 年代开始的观测表明, 银河系存在厚盘结构, 但其形成机制至今还是一个没有解决的问题。近年来很多工作发现, 厚盘恒星的 α 元素丰度随金属丰度的变化趋势与薄盘不同, 这种不同还表现在 Al、Mn、Zn、中子俘获元素等其他元素上。结合年龄、运动学参数研究, 恒星元素丰度可以对银河系厚盘形成机制提供观测依据。

关键词: 天体物理学; 元素丰度; 综述; 银河系; 厚盘; 运动学

中图分类号: P156

文献标识码: A

1 引 言

银河系的形成和演化是天体物理学的基本问题之一。从 20 世纪 60 年代开始, 基于理论和观测的巨大进步, 人们对银河系的结构、运动学、化学丰度、年龄等有了进一步的认识。1962 年 Eggen 等人^[1]的工作首次给出了银河系形成和演化的 ELS 模型。

1983 年, Gilmore 和 Reid^[2]发现, 南银极方向的恒星数密度与离开银盘的距离之间的关系不能用单一指数函数来描述, 而是要求至少两个盘成分: 标高为 300 pc 的薄盘和标高为 1300 pc 的厚盘。在此之后, 很多运动学、元素丰度等方面的工作都肯定了银河系厚盘的存在。河外星系方面的研究则表明, 在一些(不是全部)侧向(edge-on)星系中也存在厚盘结构, 并且厚盘的存在常常伴有星系并合和相互作用现象^[3~5]。现在, 厚盘作为单独的银河系星族成分已经被普遍接受。图 1 是银河系结构示意图。

近年来, 一些大样本工作对不同星族恒星的运动学、金属丰度和年龄等参数进行了统计分析, 给出了这些参数的典型值和分布范围: 厚盘恒星的垂直方向标高为 800~1300 pc, 薄盘标高为 100~300 pc。厚盘恒星的轨道运动速度弥散大于薄盘恒星。2003 年 Soubiran 等人^[7]发现, 厚盘恒星的轨道运动速度的弥散 $(\sigma U, \sigma V, \sigma W) = (63 \pm 6, 39 \pm 4, 39 \pm 4) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 薄盘恒星的 $(\sigma U, \sigma V, \sigma W) = (39 \pm 2, 20 \pm 2, 20 \pm 1) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。厚盘恒星绕银河系中心的旋转速度相对于本地静止速度(LSR)的落后 $V_{\text{lag}} = (-51 \pm 5) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。在年龄方面, 厚盘恒星的年龄大多大于 8Gyr, 而薄盘主要是年轻恒星。太阳附近厚盘恒星的数量约占恒星总数的 2%~

收稿日期: 2005-05-26; **修回日期:** 2005-10-31; **特约稿**

基金项目: 国家自然科学基金重点资助项目(10433010); 国家 973 资助项目(G1999075406)

15%。厚盘恒星的金属丰度平均比薄盘恒星低，但有一定的重叠。Wyse 和 Gilmore [8] 1995 年的工作表明，厚盘恒星金属丰度范围为 $-1.4 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.2$ ，峰值是 -0.7 ；薄盘的相应范围为 $-0.8 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.2$ ，峰值是 -0.25 。也有观点认为，厚盘存在贫金属尾 (low metallicity tail)，即存在金属丰度很低的恒星。1999 年，Bonifacio 等人 [9] 采用 Hipparcos 卫星数据计算了一批极端贫金属厚盘恒星候选者的运动学参数，认定其中的 3 颗属于厚盘，这支持了厚盘贫金属尾存在的观点。

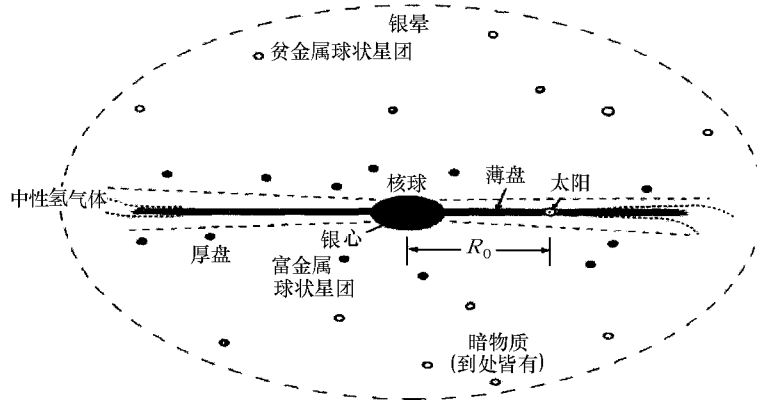


图 1 银河系结构示意图 [6]

然而，银河系厚盘的形成过程至今还是一个没有解决的问题。目前的模型主要有两类：pre-thin disk (top-down) 模型和 post-thin disk (bottom-up) 模型，详细介绍见参考文献 [10]。

小质量矮星具有和宇宙年龄相当的寿命，在其表层很好地保持着其形成时所具有的化学成分，因此是研究银河系形成和演化历史的“化石”。通过研究这类恒星的元素丰度、运动学参数和年龄的分布规律，可以得到银河系形成和演化的线索，从而为建立银河系形成和演化模型提供依据。

本文主要介绍近年来对银河系厚盘恒星元素丰度的研究进展，有关内容还可以参阅文献 [11]。

2 元素丰度研究

1993 年 Edvardsson 等人 [12] 对太阳邻近 189 颗恒星的元素丰度进行了研究，结果表明，相同金属丰度恒星的 $[\alpha/\text{Fe}]$ 有明显的弥散，他们认为这是恒星形成率随银心距衰减造成的。现在一般认为这种弥散反映了厚盘和薄盘恒星元素丰度的系统差异。此后的一些工作表明银河系厚盘和薄盘恒星除 α 元素外，在其他一些元素上也存在系统差异。

2.1 α 元素

α 元素主要通过 α 俘获过程形成，由 SN II 型超新星爆发释放到星际介质中。广义上， α 元素可以包括 O、Ne、Mg、Si、S、Ca 和 Ti 等 7 种元素。O 是宇宙中除 H、He 之外丰度最高的元素，其丰度对银河系化学演化模型具有特别重要的意义，2.2 节将单独介绍它。

Ti 是最重的 α 元素，也是最轻的铁族元素，但根据其形成机制和随金属丰度的变化规律，它更接近于 α 元素。另外，由于 S 和 Ne 丰度一般难以观测，因此 α 元素丰度通常指 Mg、Si、Ca、Ti 元素丰度的平均值。

1996 年 Gratton 等人^[13] 首次提出， $[\alpha/\text{Fe}]$ 的差别由薄盘、厚盘恒星系统的化学组成不同所致，此后不断有研究证实这一结论。

Fuhrmann^[14~16] 在 1998 年、2000 年、2004 年的工作中发现，具有厚盘运动学特征的恒星的金属丰度范围为 $-1.0 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.3$ ， $[\text{Mg}/\text{Fe}] \approx +0.4$ ，保持不变；而薄盘恒星的相应范围为 $-0.6 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.4$ ， $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ 则从 $+0.2$ 减少到 0.0 。这样，在金属丰度重叠的 $-0.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.3$ 范围内，厚盘和薄盘恒星的 $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ 明显不同，只有少数几颗恒星处在“过渡”范围内。Bernkopf 等人^[17] 于 2001 年通过 $M_{\text{bol}} - \log T_{\text{eff}}$ 图上的恒星演化轨迹来确定恒星的年龄，认为薄盘恒星的最大年龄约为 9 Gyr，而厚盘恒星的年龄在 12~14 Gyr 之间，这个结果支持了“ $[\alpha/\text{Fe}]$ 的差异由厚盘和薄盘阶段的恒星形成间隔造成”的结论。

Prochaska 等人^[18] 2000 年的工作进一步证实了厚盘恒星的 $[\alpha/\text{Fe}]$ 高于薄盘恒星。他们分析了 10 颗 $-1.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.4$ 的 G 型厚盘恒星的化学组成，发现 $[\text{O}/\text{Fe}]$ 、 $[\text{Si}/\text{Fe}]$ 、 $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ 随 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的增加而减少。一般解释这一现象是由 SN II 型超新星爆发和 SN Ia 型超新星爆发之间的时间延迟造成的。 α 元素主要由 SN II 型超新星产生，而铁族元素主要由 SN Ia 型超新星产生。星系产生初期，金属元素丰度很低，冷却不是很有效，形成的恒星中大质量恒星占大部分。大质量恒星寿命很短，一般小于 0.1 Gyr，这样第一代超新星主要是 SN II 型超新星。随后，这些 SN II 型超新星形成了金属元素，可以产生有效的冷却，形成质量较小的恒星。质量较小的恒星寿命较长，约 1 Gyr 以后，才能发生 SN Ia 型超新星爆发事件，主要贡献铁族元素，从而产生了 $[\alpha/\text{Fe}]$ 随 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的增加而减少的趋势。为此， α 元素丰度被认为是恒

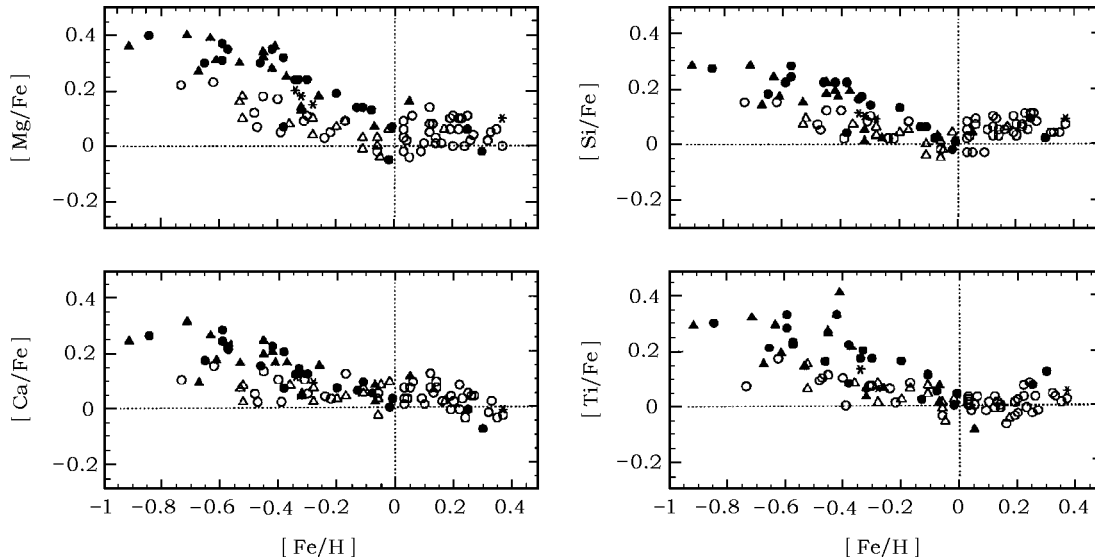


图 2 $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ 、 $[\text{Si}/\text{Fe}]$ 、 $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ 、 $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ 与 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的关系^[21]

空心符号代表薄盘恒星，实心符号代表厚盘恒星。

星年龄的标志。厚盘恒星中 $[\alpha/\text{Fe}]$ 下降的结果意味着厚盘的形成时标至少在 1 Gyr 以上, 即厚盘中恒星形成持续时间足够长, 直到 SN Ia 超新星开始增丰星际气体。

Feltzing 等人^[19]、Bensby 等人^[20,21] 认为, 在银河系厚盘恒星中有 SN Ia 型超新星爆发的贡献 (见图 2)。他们的工作表明, 厚盘恒星的金属丰度范围很宽, $[\text{Fe}/\text{H}]$ 在 $-1.0 \sim +0.0$ 之间, 甚至达到 $+0.4$ 。在 $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.4$ 时, 厚盘恒星的 $[\alpha/\text{Fe}] \approx +0.3$, 保持恒定, 与薄盘恒星明显区分; 而在 $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.4$, 厚盘恒星的 $[\alpha/\text{Fe}]$ 下降, 与薄盘恒星混和在一起。需要指出, 上述工作采用单纯运动学参数的方法来判断样本恒星所属星族, 由于不同星族的运动学参数分布有一定的重叠, 因此这种方法可能会造成星族分类上的误差。Fuhrmann^[14~16] 认为利用运动学参数结合年龄来进行星族分类更可靠。

Reddy 等人^[22] 于 2003 年对 181 颗几乎全部具有薄盘运动学参数的 F、G 型星进行了研究, 结果表明, $[\alpha/\text{Fe}]$ 在金属丰度 $-0.7 \sim +0.0$ 范围内随 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 降低而增加。与 Fulbright^[23] 2000 年对厚盘的研究结果相比, Reddy 等人发现在 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 为 -0.5 的附近, 厚盘恒星的 $[\alpha/\text{Fe}]$ 比薄盘恒星高约 0.15 dex, 这支持了厚盘恒星的 $[\alpha/\text{Fe}]$ 高于薄盘的结论。

2000 年, Chen 等人^[24] 对 90 颗 F、G 型星进行了研究, 发现薄盘和厚盘恒星的 $[\alpha/\text{Fe}]$ 没有明显不同。但 Prochaska 等人^[18] 指出, 这可能是因为该工作选择恒星的有效温度都在 5800~6400 K 之间, 而将有效温度低于 5700 K 的厚盘恒星排除在外, 事实上厚盘中这部分的恒星数量更多。Zhang 和 Zhao^[25] 于 2005 年采用类似方法对中等贫金属恒星样本进行研究, 发现薄盘和厚盘恒星的 $[\alpha/\text{Fe}]$ 存在差异。

2.2 O 元素

O 元素丰度可以利用紫外 OH 线、[OI] 禁线 (6300 Å 和 6363 Å)、OI 三重线 (7774 Å) 和红外 OH 线来确定。研究表明, 不同类型谱线得到的 O 丰度不一致。近年来 [OI] 禁线被认为是几种谱线中最好的谱线, 因为它受非局部热动平衡 (NLTE) 效应影响很小, 但 [OI] 禁线很弱, 而且还有邻近 Ni 线混合 (太阳 [OI]6300 Å 线的等值宽度为 5.5 mÅ, 其中 Ni 线的混和为 1.4 mÅ)。

2000 年 Gratton 等人^[26] 对以前一些工作的观测数据进行了重新分析, 发现在 $[\text{Fe}/\text{O}]-[\text{O}/\text{H}]$ 图上, $[\text{O}/\text{H}] > -0.5$ 的盘族恒星明显分成两部分: $[\text{Fe}/\text{O}] > -0.25$ 的薄盘恒星和 $[\text{Fe}/\text{O}] < -0.25$ 的厚盘恒星, 且 $[\text{O}/\text{H}]$ 有很大程度的重叠, 他们将其解释为厚盘和薄盘之间过渡时期的恒星形成率突然下降。

近两年 Bensby 等人^[27,21] 对他们的厚盘和薄盘恒星样本的 O 丰度进行了研究 (见图 3)。从 [OI] 禁线得到的结果表明, $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$ 时, O 和其他 α 元素的情况很相近, $[\text{O}/\text{Fe}]$ 随 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的增加而减小, 厚盘恒星比薄盘的 $[\text{O}/\text{Fe}]$ 大, 两者区分明显, 而且厚盘恒星的 O 元素丰度也表现出有 SN Ia 型超新星的贡献; $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$ 时, $[\text{O}/\text{Fe}]$ 仍然随 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的增加而减少, 这与其他 α 元素保持 $[\alpha/\text{Fe}] = 0$ 不同, 它可能说明 O 元素只在 SN II 型超新星爆发时形成, 而其他 α 元素在 SN Ia 超新星爆发时也有少量形成。

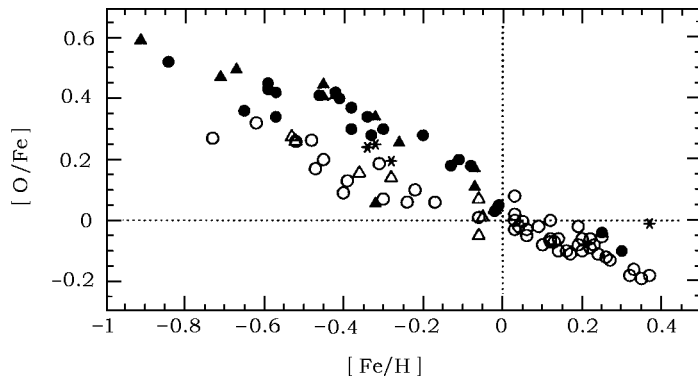


图3 $[O/Fe]$ 与 $[Fe/H]$ 的关系^[21]

空心符号代表薄盘恒星, 实心符号代表厚盘恒星。

2.3 Na 和 Al 元素

1997 年 McWilliam^[28] 指出, 从表现上看 Al 和 Na 元素很像 α 元素, 尤其是 Al, 因而尽管它们原子核中的质子数为奇数, 仍有可能将它们归为 α 元素。

Bensby 等人^[20,21] 发现, 在 $[Al/Fe]$ - $[Fe/H]$ 图上 (见图 4), 薄盘与厚盘恒星区分明显, 甚至好于 α 元素, 说明 Al 元素和 α 元素的来源相同, 都是在 SN II 型超新星爆发中形成并散布到星际介质中去的。

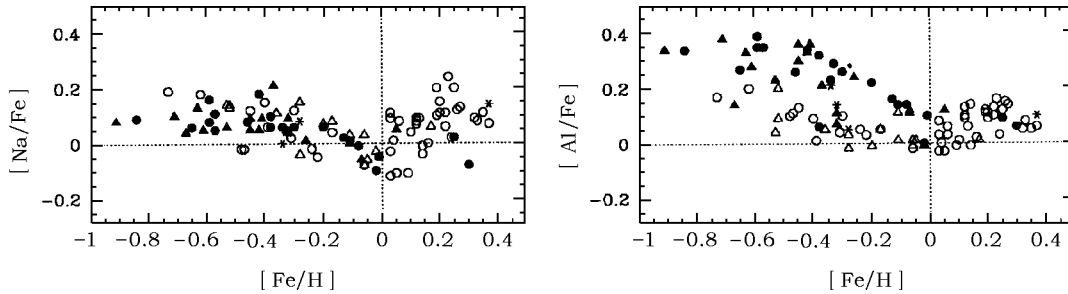


图4 $[Na/Fe]$ 、 $[Al/Fe]$ 与 $[Fe/H]$ 的关系^[21]

空心符号代表薄盘恒星, 实心符号代表厚盘恒星。

相对 Al 元素, Na 元素的情况要复杂一些。Bensby 等人^[20] 认为, 厚盘和薄盘恒星的 $[Na/Fe]$ 差别不明显, 有“混合”趋势。但后来他们更大样本的工作则表明, Na 元素的情况与 α 元素相反, 即薄盘恒星的 $[Na/Fe]$ 比厚盘恒星更大一些^[21]。

Gehren 等人^[29] 2004 年的工作表明, NLTE 效应对确定贫金属恒星的 Na 和 Al 丰度影响很大。同年, Shi 等人^[30] 采用他们的 NLTE 改正模型对 90 颗金属丰度在 $-0.9 \sim +0.4$ 范围内的近邻恒星的 Na 丰度进行了分析, 发现薄盘和厚盘恒星的 $[Na/Fe]$ 均接近于 0, 但在富金属星中 $[Na/Fe]$ 有所上升。这支持超新星爆发时 Na 的产量随金属丰度增加, 而且有一定数量的 Na 是由 AGB 恒星产生的。

2.4 铁族元素

在铁族元素中，一般认为 $[\text{Cr}/\text{Fe}]$ 和 $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ 接近为 0，且厚盘和薄盘恒星没有差别^[18]。Bensby 等人^[21] 2005 年的工作也表明， $[\text{Cr}/\text{Fe}]$ 在全部金属丰度范围内都是太阳值，厚盘和薄盘恒星没有差别。但 $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ 在贫金属恒星中随着金属丰度增加略有减小；在太阳金属丰度值时约达到 -0.05 dex，而且厚盘恒星的 $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ 略高于薄盘恒星；在富金属恒星中 $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ 明显上升。

2000 年 Nissen 等人^[31] 对 119 颗 F 和 G 型主序星的 Sc 和 Mn 丰度进行了研究，发现 Sc 元素类似 α 元素，随金属丰度下降而增加。但 Mn 元素随金属丰度下降而减小。同年 Prochaska 和 McWilliam^[32] 采用新的超精细结构参数对这一结果进行了修正，结果大部分样本星的 $[\text{Sc}/\text{Fe}]$ 基本上是太阳值，但几乎所有 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 约为 -0.6 的恒星的 Sc 丰度都超丰。 $[\text{Mn}/\text{Fe}]$ 在 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 约为 -0.6 处有一个跳变，对于 $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.6$ 的厚盘恒星， $[\text{Mn}/\text{Fe}]$ 约为 -0.3 ；对于 $-0.8 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.2$ 的薄盘恒星， $[\text{Mn}/\text{Fe}]$ 约为 -0.1 (见图 5)。Mn 元素丰度表现出与 α 元素相反的趋势说明，SN Ia 型超新星可能是 Mn 元素的主要来源。

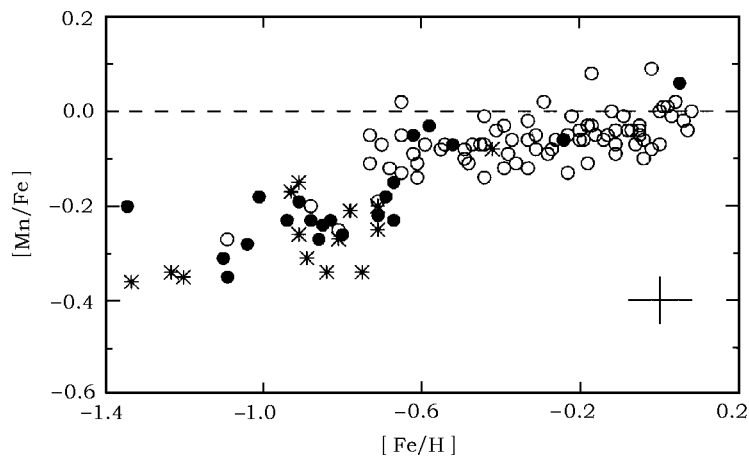


图 5 $[\text{Mn}/\text{Fe}]$ 与 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的关系^[11]

空心圆圈代表薄盘恒星，实心圆圈代表厚盘恒星，星号代表晕族恒星。

Zn 元素的形成过程至今仍是未解决的问题，它有多种可能性，中小质量恒星中的慢中子俘获过程 (s-过程)、SN Ia、SN II 型超新星爆发等均能产生该元素^[33]。1991 年 Sneden 等人^[34] 发现，在 $-3.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.0$ 范围内 $[\text{Zn}/\text{Fe}]$ 约为 0，但近年的工作与这一结果不一致。Prochaska 等人^[18] 2000 年的结果是，Zn 在厚盘恒星中有一定程度的超丰， $[\text{Zn}/\text{Fe}]$ 约为 $+0.1$ 。Mishenina 等人^[35] 于 2002 年对 90 颗盘族恒星和晕族恒星研究后则认为，在所有金属丰度范围内 $[\text{Zn}/\text{Fe}]$ 均约为 0。但一年后 Nissen^[11] 注意到 Mishenina 等人的数据中， $-1.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.5$ 的厚盘恒星的 Zn 丰度超丰， $[\text{Zn}/\text{Fe}]$ 约为 $+0.2$ 。Reddy 等人^[20~22] 发现，在 $-0.8 < [\text{Fe}/\text{H}] < +0.1$ 范围内， $[\text{Zn}/\text{Fe}]$ 略有增加。另外，薄盘与厚盘恒星的 $[\text{Zn}/\text{Fe}]$ 不同，厚盘恒星更大一些。Chen 等人^[36] 2004 年的结果是，薄盘恒星的 $[\text{Zn}/\text{Fe}]$ 随金属丰度的减小而缓缓增加，在 $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.6$ 时约达到 $+0.1$ ，而金属丰度范围在 $-0.9 \sim -0.6$ 的厚盘

恒星, 其 $[Zn/Fe]$ 的平均值约为 $+0.15$ dex。

研究 Zn 丰度的另外一个重要意义在于其凝结温度 (condensation temperature) 低, 很难凝结成固体, 不会因为尘埃的形成而损耗, 因此可以用来研究星系际气体的化学丰度。阻尼拉曼 α 吸收线系统 (DLAs) 一般被认为是在高红移处的星系系统的前身天体, Zn 如果被认为是铁族元素, 其丰度与 S 元素 (α 元素, 也可以在 DLAs 中观测到) 丰度相结合可以反映高红移处的恒星形成历史。如果 DLAs 中的主要恒星形成过程发生在人们观测到的星系之前约 0.5 Gyr, 则可以预期 $[S/Zn]$ 应该是超丰的。

2004 年 Nissen 等人^[37] 测量了一批贫金属恒星的 Zn 和 S 元素的丰度, 并与 DLAs 中的结果进行了比较。他们发现贫金属恒星中 S 元素丰度变化趋势和典型的 α 元素一致, 而 Zn 元素丰度基本上类似太阳, 即 $[Zn/Fe]$ 约为 0。但有迹象表明, 在贫金属盘族和 $[Fe/H] < -2.0$ 的晕族恒星中, Zn 有小的系统性超丰, $[Zn/Fe] \approx +0.1$ (见图 6)。这样, 银河系贫金属恒星的 $[S/Zn]$ 随 $[Zn/H]$ 变化的趋势与典型的 $[\alpha/Fe]$ 随 $[Fe/H]$ 变化的趋势一致, 而在 DLAs 中的 $[S/Zn]$ 却没有类似的超丰趋势, 这说明在星系形成的早期恒星形成率可能是低的。

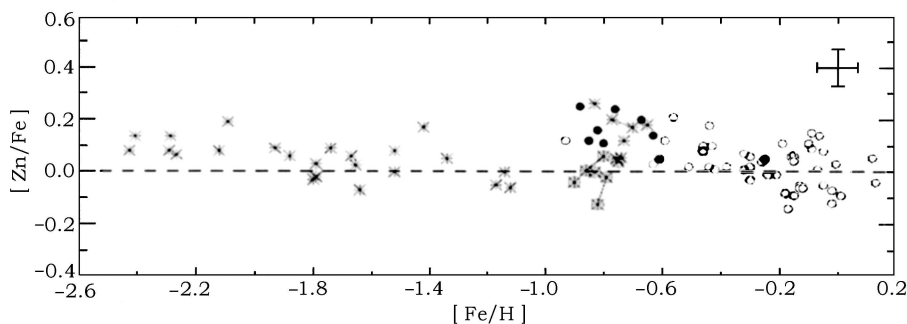


图 6 $[Zn/Fe]$ 与 $[Fe/H]$ 的关系^[36]

空心圆圈代表薄盘恒星, 实心圆圈代表厚盘恒星, 星号代表晕族恒星。

2.5 中子俘获元素

所有比铁族元素重的元素都是由中子俘获过程形成的, 中子俘获过程分为快过程 (r-过程) 和慢过程 (s-过程)。

Eu 元素主要通过 r-过程形成。Arlandini 等人^[38] 1999 年的工作表明, 大约 94% 的 Eu 来源于 r-过程, 6% 来源于 s-过程。2005 年 Bensby 等人^[21] 对 102 颗 F、G 型星的研究结果表明, $[Eu/Fe]$ 的变化趋势与 $[O/Fe]$ 极为相似, 厚盘恒星中的 $[Eu/Fe]$ 在 $[Fe/H]$ 约为 -0.4 处有一个转变, 薄盘恒星中的 $[Eu/Fe]$ 随 $[Fe/H]$ 的增加呈下降趋势, 富金属星中 $[Eu/Fe]$ 也和 $[O/Fe]$ 一样下降。由此可推断 Eu 元素和 O 元素的来源一致, 即均由 SN II 超新星爆发所致。

Ba 元素和 Y 元素主要通过 s-过程形成, 太阳中约 81% 的 Ba 和 74% 的 Y 来源于 s-过程^[38]。Bensby 等人^[21] 研究表明, 厚盘、薄盘恒星的 $[Ba/Fe]$ 区分明显, 厚盘恒星的 $[Ba/Fe]$ 基本上保持太阳值, 薄盘恒星的 $[Ba/Fe]$ 从金属丰度最低处开始呈持续显著上升趋势, 到达太阳金属丰度后再开始呈下降趋势。 $[Y/Fe]$ 的结果与 $[Ba/Fe]$ 类似, 但其弥散更大, 厚盘、薄盘恒星的区分不明显。

因为 Eu 主要通过 r- 过程形成, 而 Ba 主要通过 s- 过程形成, 所以 Eu 和 Ba 元素丰度的比值 $[Eu/Ba]$ 可以用来判断恒星元素丰度中 r- 过程和 s- 过程的贡献。根据 Arlandini 等人^[38] 1999 年的工作, 如果恒星中中子俘获元素只来源于 r- 过程, 则 $[Eu/Ba]=0.7$, 而 $[Eu/Ba]=0$ 代表恒星中 r- 过程和 s- 过程的比率和太阳中的比例相同。

Mashonkina 和 Gehren^[39,40] 2000 年、2001 年以及 Mashonkina^[41] 2003 年的工作均考虑了 NLTE 效应的影响, 得到了很有意义的结果 (见图 7)。由图可见, 薄盘恒星和厚盘恒星明显区分, 厚盘恒星和部分晕族恒星有单纯 r- 过程所具有的 $[Eu/Ba]$ 值, 而薄盘恒星在太阳金属丰度时, 其 r- 过程和 s- 过程的比例类似太阳。另外, 在 $[Fe/H]$ 约为 -0.5 处薄盘、厚盘恒星的 $[Eu/Ba]$ 有一跳变, 说明厚盘形成以后、薄盘形成以前有一时间间隔, 这使得小质量 AGB 星通过 s- 过程产生薄盘恒星中的 Ba 元素。除此之外, Mashonkina 等人^[41] 还认为, 厚盘恒星的 $[Eu/Ba]$ 随金属丰度的增加而略有下降, 如果这样的趋势是真实的, 则说明厚盘恒星的形成时标相当长 (约 $1.1\sim 1.6$ Gyr)。

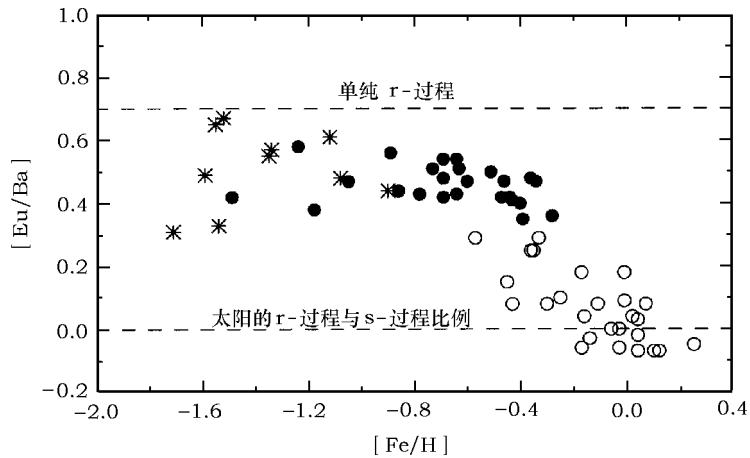


图 7 $[Eu/Ba]$ 与 $[Fe/H]$ 的关系^[11]

空心圆圈代表薄盘恒星, 实心圆圈代表厚盘恒星, 星号代表晕族恒星。

3 银河系厚盘形成模型

目前关于厚盘的形成模型可以归纳为以下几种^[42]: (1) 有压力支撑的缓慢坍缩; (2) 由于剧烈耗散引起的快速坍缩; (3) 星系并合带来剧烈加热, 使得原始薄盘膨胀成厚盘; (4) 厚盘物质直接吸积, 例如吸积合适轨道上的伴星系物质; (5) 薄盘恒星运动学扩散形成厚盘。

不同的银河系形成模型预言了不同的薄盘和厚盘恒星的运动学参数、年龄、元素丰度等的分布。缓慢坍缩模型中, 丰度在垂直方向上会有梯度, 并且厚盘和薄盘年龄有重叠; 快速坍缩模型中, 丰度在垂直方向上不会有梯度, 而且厚盘的运动学参数、平均金属丰度与薄盘不同; 厚盘形成于星系并合带来的剧烈加热时, 厚盘恒星的年龄将大于薄盘恒星, 丰度趋势也应不同; 厚盘物质直接吸积时, 年龄和元素丰度将呈混合图像, 其分布取决于何时、有多少物质

或恒星被吸积；运动学扩散模型则预言厚盘的丰度趋势、年龄分布与薄盘一致，尽管厚盘恒星主要是年老恒星。

近年来，银河系恒星运动学、元素丰度、年龄等方面的一些结论得到较普遍的公认，例如：厚盘、薄盘恒星的金属丰度分布有重叠，某些元素丰度趋势不同；厚盘恒星的元素丰度中有 AGB 恒星和 SN Ia 超新星爆发的贡献；厚盘恒星没有垂直方向上的丰度梯度；厚盘恒星的年龄普遍大于薄盘恒星。

所有这些观测事实都限制了现有的银河系厚盘形成模型。首先，薄盘和厚盘恒星丰度趋势不同的事实，可以排除所有预言两个盘族连续分布的模型，即运动学扩散、薄盘物质直接吸积模型。其次，厚盘恒星的元素丰度中有 SN Ia 超新星爆发贡献的观测事实，确定了厚盘恒星形成持续时间的下限，即 SN Ia 超新星爆发增丰的时间。另外，Gilmore 等人^[43]于 1995 年发现，离银道面 1~1.5 kpc 处没有垂直方向的丰度梯度，而在这个标高上主要是厚盘恒星。这一观测事实支持了星系并合形成模型（河外星系的观测也表明厚盘的存在与并合现象相关）。该模型认为，今天观测到的厚盘是已经存在的薄盘星族由于星系并合而运动学加热形成的。

尽管星系并合模型比较符合观测事实，被认为是最有可能的银河系厚盘形成模型，但其他形成模型也还不能完全排除，例如级次星系形成 (hierarchical galaxy formation) 模型也可以在银河系一类星系中形成厚盘，并很好地解释元素丰度趋势^[44]。

4 总结和展望

有关银河系厚盘的形成图像还是一个尚待解决的问题，其中很重要的原因是观测还不能给出很确定的限制。近年来元素丰度方面的工作得到了一些结果，例如发现薄盘和厚盘恒星的 α 元素、Al 元素、Mn 元素和中子俘获元素的不同变化趋势，这为建立银河系厚盘形成模型提供了观测依据。但需要指出的是，现有的一些结果还不能完全肯定，不同工作的结果还不一致，甚至互相矛盾。

造成这种不一致的原因主要有两个。首先是元素丰度的确定精度。恒星大气参数、大气模型、原子数据等因素都会直接影响元素丰度的确定精度，对于某些元素 NLTE 效应的影响也会很大。其次，现有的研究大多通过运动学参数方法选择样本，这就可能引入运动学方面的选择效应，从而影响到结论的真实性。另外，不同星族恒星的运动学参数分布存在重叠，单纯从运动学参数不能给出确定的星族分类。

因此有必要对银河系各处（银晕、薄盘、厚盘）的恒星进行更大规模的观测研究，得到其运动学和元素丰度分布，以最终解决银河系的形成图像。我国的 LAMOST 投入使用后将能得到大量（约 10^7 ）的银河系恒星光谱，通过光谱分析可以得到恒星的温度、视向速度、元素丰度等方面的数据，从而为研究银河系的形成和演化提供观测依据。

参考文献:

- [1] Eggen O J, Lynden-Bell D, Sandage A. ApJ, 1962, 136: 748
- [2] Gilmore G, Reid N. MNRAS, 1983, 202: 1025
- [3] Reshetnikov V, Combes F. A&A, 1997, 324: 80

- [4] Schwarzkopf U, Dettmar R J. *A&A*, 2000, 361: 451
- [5] Dalcanton J J, Bernstein R A. *AJ*, 2002, 124: 1328
- [6] Sparke L S, Gallagher J S. *Galaxies in the Universe*, Cambridge: Cambridge University Press, 2000: 24
- [7] Soubiran C, Bienayme O, Siebert A. *A&A*, 2003, 398: 141
- [8] Wyse R F G, Gilmore G. *AJ*, 1995, 110: 2771
- [9] Bonifacio P, Centurion M, Morlano P. *MNRAS*, 1999, 309: 533
- [10] 温文, 赵君亮. *天文学进展*, 2004, 22(3): 235
- [11] Nissen P E. 2003, preprint (astro-ph/0310326)
- [12] Edvardsson B, Andersen J, Gustafsson B *et al.* *A&A*, 1993, 275: 101
- [13] Gratton R, Caretta E, Matteucci F *et al.* In: Morrison H, Sarajedini A eds. *Formation of the Galactic Halo*, San Francisco: ASP, 1996: 307
- [14] Fuhrmann K. *A&A*, 1998, 338: 161
- [15] Fuhrmann K. <http://www.xray.mpe.mpg.de/~fuhrmann>, 2000
- [16] Fuhrmann K. *Astron. Nachr.*, 2004, 325: 3
- [17] Bernkopf J, Fiedler A, Fuhrmann K. In: Hippel T von, Manset N, Simpson C eds. *Astrophysical Ages and Time Scales*, San Francisco: ASP, 2001: 207
- [18] Prochaska J X, Naumov S O, Carney B W *et al.* *AJ*, 2000, 120: 2513
- [19] Feltzing S, Bensby T, Lundstrom I. *A&A*, 2003, 397: L1
- [20] Bensby T, Feltzing S, Lundstrom I. *A&A*, 2003, 410: 527
- [21] Bensby T, Feltzing S, Lundstrom I *et al.* *A&A*, 2005, 433: 185
- [22] Reddy B E, Tomkin J, Lambert D L *et al.* *MNRAS*, 2003, 340: 304
- [23] Fulbright J P. *AJ*, 2000, 120: 1841
- [24] Chen Y Q, Nissen P E, Zhao G *et al.* *A&AS*, 2000, 141: 491
- [25] Zhang H W, Zhao G. 2005, accepted by *A&A*
- [26] Gratton R, Caretta E, Matteucci F *et al.* *A&A*, 2000, 358: 671
- [27] Bensby T, Feltzing S, Lundstrom I. *A&A*, 2004, 415: 155
- [28] McWilliam A. *ARA&A*, 1997, 35: 503
- [29] Gehren T, Liang Y C, Shi J R *et al.* *A&A*, 2004, 413: 1045
- [30] Shi J R, Gehren T, Zhao G. *A&A*, 2004, 423: 683
- [31] Nissen P E, Chen Y Q, Schuster W J *et al.* *A&A*, 2000, 353: 722
- [32] Prochaska J X, McWilliam A. *ApJ*, 2000, 537: L57
- [33] Majewski S R. *ARA&A*, 1993, 31: 575
- [34] Sneden C, Gratton R G, Crocker D A. *A&A*, 1991, 246: 354
- [35] Mishenina T V, Kovtyukh V V, Soubiran C *et al.* *A&A*, 2002, 396: 189
- [36] Chen Y Q, Nissen P E, Zhao G. *A&A*, 2004, 425: 697
- [37] Nissen P E, Chen Y Q, Asplund M *et al.* *A&A*, 2004, 415: 993
- [38] Arlandini C, Kappeler F, Wisshak K *et al.* *ApJ*, 1999, 525: 886
- [39] Mashonkina L, Gehren T. *A&A*, 2000, 364: 249
- [40] Mashonkina L, Gehren T. *A&A*, 2001, 376: 232
- [41] Mashonkina L, Gehren T, Travaglio C *et al.* *A&A*, 2003, 397: 275
- [42] Gilmore G, Wyse R F G, Kuijken K. *ARA&A*, 1989, 27: 555
- [43] Gilmore G, Wyse R F G, Jones J B. *AJ*, 1995, 109: 1095
- [44] Abadi M G, Navarro J F, Steinmetz M *et al.* *ApJ*, 2003, 597: 21

New Progress in Chemical Abundance of Galactic Thick Disk Stars

WEI Ming-xia, ZHANG Hua-wei, LIU Xiao-wei

(Department of Astronomy, School of Physics, Peking University, Beijing 100871, China)

Abstract: The existence of thick disk in our Galaxy was first revealed by observations in 1980's, but how it forms is still unresolved. Recent observations show that the abundance patterns of α -elements in the thin and thick disk are distinct, and this difference also appear for some other elements, such as Al, Mn, Zn and neutron-capture elements. A comprehensive study in stellar elemental abundances, age and kinematics will be able to refine and constrain various models of Galactic thick disk formation.

Key words: astrophysics; abundance; review; Galaxy; thick disk; kinematics