第 21 卷 第 1 期 天 文 学 进 展 Vol.21, No.1
2003 年 3 月 PROGRESS IN ASTRONOMY Mar., 2003

银河系核纪年研究进展

李 冀 [1,2] 赵 刚 [1]

(1. 中国科学院国家天文台 北京 100012)
(2. 河北师范大学物理学院 石家庄 050016)

摘 要

确定银河系的年龄是现代天体物理学的一项基本任务。其方法之一是核纪年法，即通过恒星中某一长寿命放射性元素的丰度随时间的变化来确定恒星的年龄，并以此作为银河系年龄的下限，其中目前的观测丰度来自恒星的光谱分析，恒星形成时的初始丰度来自理论模型的预言。这种方法最初是利用元素对 Th/Nd 来确定 G 矮星的年龄，近年来开始利用元素对 Th/Eu 和 U/Th 来确定晕族场星和球状星团内恒星的年龄。简要介绍了核纪年法确定银河系年龄的原理，回顾了恒星中 Th 和 U 的观测研究，其中着重介绍了极贫金属星的研究。详细讨论了用核纪年法估计银河系年龄的不确定性。作为与核纪年法的比较，简单介绍了确定银河系年龄的其他方法。提出了今后需要进一步研究的几项工作。

关 键 词 天体物理学 — 银河系年龄 — 综述 — 核纪年法 — 恒星 — 中子俘获元素 — 丰度

分 类 号 P148, P192

1 引 言

天体的年龄提供了天体形成和演化最基本的信息，是天体物理和宇宙学研究的重要参数。因此，天体年龄的确定已成为现代天体物理学最活跃的研究课题之一，并形成了一门新学科 —— 宇宙纪年学 (cosmochronology) [1] 。天体年龄包括宇宙年龄 $T_{\rm U}$ 、球状星团的年龄 $T_{\rm GC}$ 、银河系的年龄 $T_{\rm G}$ 、银盘的年龄 $T_{\rm disc}$ 以及元素核合成的年龄 $T_{\rm nuc}$ 等，它们构成了宇宙的时间序列： $T_{\rm U} \geq T_{\rm GC} \approx (\geq ?) T_{\rm G} \geq T_{\rm disc} \approx T_{\rm nuc}$ [2] 。研究宇宙中这些重大事件的计时方法有很多种，但计时的基本原理仍然是天然放射性核素的衰变、重核的自发裂变和核反应。因此，宇宙纪年学又称为核宇宙纪年学 (nucleo-cosmochronology) ，简称核纪年学。

恒星的年龄与其质量密切相关。在银河系形成之初，质量十分巨大的恒星必然在极短时

国家自然科学基金项目 (19725312 、 19973002) 资助课题 国家重点基础研究专项基金项目 (G1999075406) 资助课题

特约稿 2002-08-02 收到 2002-10-24 收到修定稿

间内塌缩并演化为超新星。这些最初形成的大质量星寿命很短，在 10^8 yr 内爆发并产生大量 r 过程元素 [3]，保证了 r 过程元素进入星际气体的时标大大短于星系演化的时标。因此，长寿命放射性 r 过程元素可作为最可靠的确定恒星年龄的核时钟，给出银河系乃至宇宙的年龄下限。

利用放射性元素估计天体物理的年龄已有很长的历史。早在 1929 年， Rutherford [4] 就确立了这门学科的基本性质，提出用铀的同位素 ^{235}U 和 ^{238}U 的丰度比确定元素的核合成年龄。 1957 年， Burbidge 等人 [5] 建立了元素的核合成理论，提出长寿命放射性核素 ^{232}Th 、 ^{235}U 和 ^{238}U 都是由 r 过程形成的，若假定 ^{235}U 和 ^{238}U 是由单一事件形成的，利用星系化学演化模型和 ^{235}U/^{238}U 的相对丰度，得到银河系的年龄为 6.6 Gyr ；事实上元素的形成会持续一段时间，若假定元素形成的产率为常数，得到银河系的年龄为 11.5∼18 Gyr 。 1960 年， Fowler 和 Hoyle [6] 的开创性工作成为这一研究领域的一个里程碑，他们建立了指数衰减的星系化学演化模型，首次利用核素对 ^{238}U/^{232}Th 的丰度变化，得到银河系的年龄范围为 12∼20 Gyr ，平均年龄为 15 Gyr 。 1987 年， Cowan 等人 [7] 基于更普遍的星系化学演化模型和 r 过程核合成的详细计算，利用放射性核素对 ^{235}U/^{238}U 、 ^{238}U/^{232}Th 、 ^{244}Pu/^{238}U 的丰度变化与核合成时间的关系，得到银河系的年龄范围为 12.4∼14.7 Gyr 。这些早期的研究都依赖于星系化学演化模型的计算。

1987 年， Butcher [8] 的工作开创了核纪年研究的新方向。他首次在太阳附近的恒星中观测到 Th 谱线，提出用 Th/Nd 相对丰度的变化来确定恒星的年龄，但他并没发现 Th/Nd 随恒星年龄有明显变化。 1996 年， Sneden 等人 [9] 首次在极贫金属晕星 CS 22892-052 中观测到 Th 谱线，发现 Th 的丰度具有明显的衰变效应，并利用核时钟 Th/Eu 确定了 CS 22892-052 的下限年龄 (15.2 ± 3.7) Gyr ，此工作使核纪年彻底摆脱了星系化学演化模型的影响。近几年人们相继在其他一些极贫金属星，如 HD 115444 [10] 、 CS 31082-001 [11] 和 BD+17° 3248 [12] 中，观测到放射性元素 Th 以及 U 的谱线，并利用 Th/Eu 或 U/Th 等核时钟确定了它们的年龄，其范围在 11∼16 Gyr 。

目前，有关核纪年的理论和观测研究正方兴未艾，它引起了天体物理学界乃至整个科学界的普遍关注，如有关核纪年研究的一系列重要结果 [8,11] 都发表在权威的学术期刊《 Nature 》上；哈勃空间望远镜以及 Keck 、 ESO/VLT 和 Subaru 等甚大型光学望远镜也都将目光投向极贫金属星的观测上； 2001 年太平洋天文学会还就天体物理学中的年龄问题专门召开国际学术会议 [13] 。

本文将对用 Th 和 U 作为核时钟来估计银河系年龄的方法及相关问题进行评述：第二部分首先介绍核纪年法的原理；第三部分回顾 Th 和 U 的观测研究；第四部分介绍计算 Th 和 U 初始丰度的各种 r 过程模型和方法；第五部分讨论核纪年法确定银河系年龄的不确定性以及可靠性；第六部分，作为与核纪年法的比较，简单介绍确定银河系年龄的其他方法；最后是结论和展望。

2　核纪年法确定星系年龄的原理

设放射性核素的衰变常数为 λ ，经过时间 t 后的放射性核素丰度 N_t 则为

$$N_t = N_0 \exp(-\lambda t) = N_0 \exp(-0.693 t/\tau_{1/2}), \quad (1)$$

其中 N_0 为 $t = 0$ 时放射性核素的初始丰度， $\tau_{1/2}$ 为放射性核素的半衰期。

由于放射性核素 ^{232}Th ($Z = 90$) 和 ^{238}U ($Z = 92$) 都是纯 r 过程核素，半衰期分别长达 14.05 Gyr 和 4.47 Gyr，且其谱线可以在太阳和各种不同金属丰度的恒星中观测到，因此 Th 和 U 最适合作为核时钟来估计恒星的年龄。为减小元素丰度的观测误差，在计算年龄时往往采用两种元素的相对丰度，一种为长寿命的放射性 r 过程元素，另一种为稳定的 r 过程元素。这样，根据 (1) 式及 Th 和 U 的半衰期，恒星年龄 t(Gyr) 可由下面的公式确定 [11]：

$$t = 46.7[\lg(\mathrm{Th/r})_0 - \lg(\mathrm{Th/r})_{\mathrm{obs}}], \quad (2)$$

$$t = 14.8[\lg(\mathrm{U/r})_0 - \lg(\mathrm{U/r})_{\mathrm{obs}}], \quad (3)$$

$$t = 21.8[\lg(\mathrm{U/Th})_0 - \lg(\mathrm{U/Th})_{\mathrm{obs}}]. \quad (4)$$

其中， r 代表稳定的 r 过程元素，一般选择 Eu，因为太阳系中的 Eu 几乎为纯 r 过程元素 (97%) [14]，且能够在各种不同金属丰度的恒星中观测到； $(\mathrm{Th/r})_0$ 、 $(\mathrm{U/r})_0$ 、 $(\mathrm{U/Th})_0$ 为 $t = 0$ 时的初始丰度比，由理论计算给出； $(\mathrm{Th/r})_{\mathrm{obs}}$ 、 $(\mathrm{U/r})_{\mathrm{obs}}$ 、 $(\mathrm{U/Th})_{\mathrm{obs}}$ 为目前的观测丰度比。可见，只要知道恒星形成时两种元素的初始丰度比和目前的观测丰度比，即可由 (2)～(4) 式直接确定恒星的年龄。这就使核纪年法避开了星系化学演化模型的复杂计算，成为一种确定恒星年龄的独立方法。

从原理上讲，核纪年法确定恒星年龄非常简单直接，但实际计算则涉及天体物理学和核物理学方面的许多前沿问题，如富中子俘获元素的极贫金属星的证认、良好的高分辨率和高信噪比恒星光谱的获取、丰度分析所需的可靠的恒星大气模型和精确的原子数据、计算初始丰度所需的可靠的 r 过程理论模型和精确的核物理输入数据等，其中最关键的问题是如何精确预言恒星形成时放射性元素 Th 和 U 的初始丰度。

3 放射性元素 Th 和 U 的观测研究

3.1 G 矮星的观测结果

1987 年， Butcher [8] 首次在 20 颗不同金属丰度 ($-0.8 \leq$ [Fe/H]$\leq +0.4$) 的 G 矮星中观测到 Th 的谱线 Th II 4019.129 Å及其紧邻的谱线 Nd II 4018.823 Å，并通过比较这两条谱线的强度得到 Th 和 Nd 的相对丰度比，试图寻找 Th/Nd 与恒星年龄的相关关系，结果发现 Th/Nd 随恒星年龄并无明显变化。 Butcher 建立了一个指数衰变的星系化学演化模型，并假定 Th 和 Nd 是同时产生的且产率不随时间变化，得到银河系的年龄上限为 9.6 Gyr，这与用其他方法得到的银河系年龄 15 Gyr 相比 [7] 显然是太年轻了。因此，随后有一系列工作对此进行了讨论和改进。

1988 年， Clayton [15] 和 Mathews 等人 [16] 首先指出 Butcher 利用 Th/Nd 确定恒星年龄的方法存在两个方面的问题：一是假设 Th 和 Nd 是在恒星形成前同时形成的，且元素的产率

在银河系演化的整个历史过程中保持不变。而实际上，太阳系中 Th 是纯 r 过程产生的， Nd 是由 r 过程和 s 过程共同产生的， r 过程和 s 过程核合成的历史及性质完全不同。大量的观测表明 [17~20] ，在星系形成早期， r 过程元素相对于 s 过程元素超丰。因此， Butcher 的这一假设是不成立的，应在计算中予以改正；二是 Th/Nd 与恒星年龄的关系强烈依赖于星系化学演化模型的选取，由于盘星的丰度已受到星际介质的影响，因此在星系化学演化模型中必须考虑物质损失的影响。 Clayton [15] 同时考虑了 r 、 s 过程对 Nd 的相对贡献后，得到银河系的年龄范围为 12~20 Gyr ，并指出 Th/Nd 的确可作为确定 G 矮星年龄的核时钟，但这一定标关系强烈依赖于 s 过程核合成的精确计算。 Mathews 等人 [16] 修正了 Butcher 的星系化学演化模型，得出银河系的年龄上限为 20 Gyr 。

1990 年， Lawler 等人 [21] 考虑了 Th II 4019.129 Å附近 Co I 4019.126 Å对 Th 丰度的影响，修正了 Butcher 的观测结果，并利用 Th/Nd 的变化得到银河系的年龄范围为 15~20 Gyr 。同年， Silva 等人 [22] 重新观测了 Butcher 样本中的 5 颗星，发现 Th/Eu 的确随金属丰度的降低而下降，显示出 Th 的衰变效应。选择 Th/Eu 作为核时钟的优点是 Th 和 Eu 都是 r 过程元素。

1992 年， Morell 等人 [23] 利用当时最新的原子数据重新分析了 Butcher 的观测结果，发现 [Th/Nd] 随恒星年龄的变化非常离散，无法从 Th/Nd 的观测值中得到恒星年龄的信息。同时指出 [Th/Nd] 的离散可能主要是由位于 4019.10 Å的一条不能辨认的谱线造成的，而并非来自 Nd 不是纯 r 过程元素，因为 Pagel [24] 将 Butcher [7] 观测到的 Th/Nd 数据利用 [Ba/Eu] 数据 [25] 转化为 Th/Eu 后，发现 Th/Eu 随恒星年龄的变化同样不明显。

1996 年， Quireza 等人 [26] 确定了 27 颗盘星中 Th 和 Eu 的丰度比 Th/Eu ，发现 Th/Eu 随盘星年龄的变化曲线几乎是一条水平直线，而且离散很大，可见 Th/Eu 的变化与盘星年龄似乎不相关。

总之，到目前为止，几乎所有对盘星的观测结果都表明， Th/Nd 和 Th/Eu 与恒星年龄的函数关系基本上是一条平坦的直线，而且离散很大。这表明 Th/Nd 或 Th/Eu 或许不适合作为核时钟来确定盘星的年龄，原因可能是盘星中元素的形成和演化比较复杂。因此，自 1996 年后，人们对盘星核纪年的观测研究渐趋冷淡，而纷纷转向极贫金属星的观测。

3.2　极贫金属星的观测结果

核纪年法就是利用年老恒星中 Th 和 U 的观测丰度来估计基于放射性衰变的银河系年龄。这要求核纪年的候选天体必须具备下列性质 [27] ： (1) 诞生于银河系形成之初以便能代表银河系的年龄； (2) 处于主序后的演化阶段，最好是巨星，因为巨星的大气较厚但密度较低，与主序星或亚巨星相比，能产生更强的离子谱线，以便能探测到 Th II 和 U II 的谱线； (3) [中子俘获元素 / 铁峰元素]$\gg$0 ，以使 Th II 和 UII 的谱线更强； (4) 具有足够的视亮度以便于光谱观测。综上所述，适用于核纪年法的最佳候选天体应该是极贫金属的晕巨星 ([Fe/H] < -2.5) ，因为它们产生于星系形成之初，并且具有很低的金属丰度和较丰富的中子俘获元素。更为重要的是，观测表明 [10~12] ，极贫金属星中 Ba 以后的中子俘获元素丰度与太阳系 r 过程丰度分布一致，因此，可以利用 r 过程核合成的理论模型来计算元素的初始丰度，使恒星年龄的估计不再依赖于星系化学演化模型。

尽管旨在寻找贫金属晕星的 HK 巡天 [28] 已发现了大约 1000 颗 [Fe/H] < -2.0 的贫金属

星，其中约 100 颗 [Fe/H] < -3.0 的极贫金属星，但由于其 Th II 和 U II 的谱线很弱，目前为止观测到 Th II 谱线且已确定年龄的极贫金属星只有十几颗，而其中同时观测到 U II 谱线的极贫金属星仅有 2 颗，见表 1~3 。

表 1 由核时钟 Th/Eu 得到的贫金属星的年龄

天 体	V/mag	[Fe/H]	$\lg\varepsilon$ (Th)	$\lg\varepsilon$ (Eu)	$(\mathrm{Th/Eu})_{\mathrm{obs}}$	年龄 /Gyr	参考文献
CS 22892−052	13.18	−3.1	−1.55	−0.89	0.22	16.0±4.0	[31]
HD 115444	8.96	−3.0	−2.23	−1.63	0.25	15.6±4.0	[10]
BD +17° 3248	9.37	−2.1	−1.18	−0.67	0.31	13.8±4.0	[12]
K 341 (M15)	3.0	−2.4	−1.47	−0.88	0.25	14.5±2.0	[32]
K 462 (M15)	3.0	−2.4	−1.26	−0.61	0.22	14.5±2.0	[32]
HD 115444	8.96	−3.0	−2.36	−1.66	0.28	11.2±4.0	[33]
HD 186478	9.18	−2.6	−2.26	−1.55	0.20	18.3±4.0	[33]
HD 108577	9.55	−2.4	−1.99	−1.48	0.31	10.6±4.0	[33]
M92 VII-18	6.30	−2.3	−1.95	−1.45	0.32	10.8±4.0	[33]
BD +8° 2856	9.96	−2.1	−1.66	−1.17	0.32	10.8±4.0	[33]

注：表中计算恒星年龄时均采用文献 [30] 给出的理论初始丰度 $(\mathrm{Th/Eu})_0$ ， $\lg\varepsilon(\mathrm{A}) = \lg(N_{\mathrm{A}}/N_{\mathrm{H}}) + 12.0$ 。

表 2 由不同核时钟得到的极贫金属星 CS 31082-001 的年龄 [11]

核时钟元素对	$\lg(\mathrm{U/r})_0$	$\lg(\mathrm{U/r})_{\mathrm{obs}}$	年龄 /Gyr
U/Th	−0.255 [30]	−0.74±0.15	10.6±3.3
U/Th	−0.10 [45]	−0.74±0.15	14.0±3.3
U/Os	−1.27 [30]	−2.19±0.18	13.6±2.7
U/Ir	−1.30 [30]	−2.10±0.17	11.8±2.5

表 3 由不同核时钟得到的极贫金属星 BD +17° 3248 的年龄 [12]

核时钟元素对	初始丰度比	观测丰度比	年龄 /Gyr	太阳系 r 过程丰度比	下限年龄 / Gyr
Th/Eu	0.5070	0.3090	10.0	0.4615	8.20
Th/Ir	0.0909	0.0311	21.7	0.0646	14.8
Th/Pt	0.0234	0.0141	10.3	0.0323	16.8
Th/U	1.8050	7.4130	13.4	2.320	11.0
U/Ir	0.0504	0.0045	15.5	0.0369	13.5
U/Pt	0.0130	0.0019	12.4	0.0185	14.6

注：下限年龄是由观测丰度与太阳系 r 过程丰度的比较得出的，太阳系 r 过程丰度取自文献 [14] ，初始丰度取自文献 [30] 。

1996 年， Sneden 等人 [9] 利用智利托洛洛山美洲际天文台 (Cerro Tololo Inter-American Observatory) 4 m 望远镜，首次在极贫金属星 CS 22892-052 ([Fe/H]= −3.1) 中观测到 Th II 4019.129 Å谱线，并确定了 Th 的丰度。丰度分析显示 CS 22892-052 的中子俘获元素严重超丰 (如 [Eu/Fe] $= +1.4$) ，且 $Z \geq 56$ 的稳定的中子俘获元素丰度与太阳系 r 过程丰度分布一致 (图

1) 。这表明，贫金属星 CS 22892-052 中 Ba 以后的中子俘获元素和太阳系的元素一样是由同一 r 过程产生的，元素的相对丰度在星系演化的整个历史进程中是不变的。于是利用太阳系形成时 Th 和 Eu 的 r 过程丰度比作为恒星形成时的初始丰度比 $(\mathrm{Th/Eu})_0$ ，由 (2) 式得到 CS 22892-052 的下限年龄为 (15.2 ± 3.7) Gyr 。后来， Cowan 等人 [29,30] 根据星系化学演化模型和 r 过程核合成的各种理论模型计算的初始丰度比 $(\mathrm{Th/Eu})_0$ ，得到 CS 22892-052 的年龄分别为 (17 ± 4) Gyr 和 (15.6 ± 4.6) Gyr 。 2000 年， Sneden 等人 [31] 根据 Keck I 高分辨率折轴摄谱仪 (HIRES) 最新观测数据和新的大气模型计算的 Th 丰度，得到 CS 22892-052 的年龄为 (16 ± 4) Gyr 。

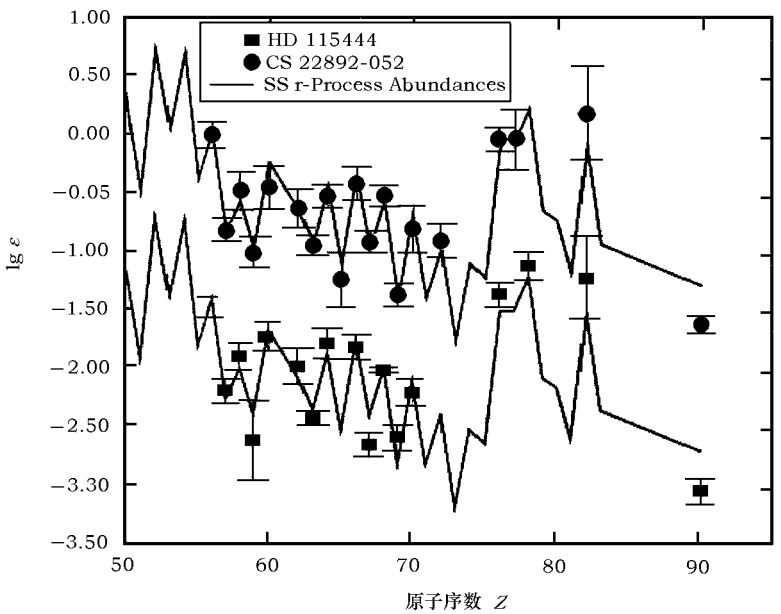

图 1　极贫金属星 CS 22892-052 [31] 和 HD 115444 [10] 的中子俘获元素丰度分布

为便于比较，图中 HD 115444 的丰度分布人为地下移了 0.8 dex 。

2000 年， Westin 等人 [10] 利用 McDonald 2.7 m Smith 望远镜在极贫金属的红巨星 HD 115444 中观测到 Th II 4019.129 Å谱线。与 CS 22892-052 一样， HD 115444 的中子俘获元素也超丰 ($[\mathrm{Eu/Fe}] = +0.85$) ，且 Ba 以后的中子俘获元素丰度也与太阳系 r 过程丰度分布一致 (图 1) 。利用核时钟 Th/Eu 得到其年龄为 (15.6 ± 4.0) Gyr ，与 CS 22892-052 的年龄一致。

2000 年， Sneden 等人 [32] 利用 Keck I/HIRES 观测了球状星团 M15 的 3 颗贫金属的红巨星 K 341 、 K 462 和 K 583 ，同样发现其中子俘获元素超丰且丰度分布与太阳系 r 过程丰度分布一致，并利用核时钟 Th/Eu 得到这 3 颗星的平均年龄为 (14.5 ± 2.0) Gyr ，与场巨星 CS 22892-052 和 HD 115444 的年龄一致。

2001 年， Johnson 和 Bolte [33] 利用 Keck I 和 Lick 天文台的 3 m 望远镜观测了 23 颗贫金属星，同样发现中子俘获元素超丰，且中子俘获元素丰度也与太阳系 r 过程丰度分布一致，但仅在 5 颗星中观测到 Th II 4019.129 Å谱线，其中一颗为球状星团 M92 的巨星。利用核时

钟 Th/Eu 的变化， Johnson 和 Bolte 得到 4 颗场星的平均年龄为 (11.4±4.2) Gyr，而球状星团 M92 的巨星年龄为 (8.8±5.6) Gyr 。

2001 年， Cayrel 等人 [11] 利用 ESO-VLT 望远镜和 UVES 摄谱仪观测到 HK 巡天选出的极贫金属星 CS 31082-001 的高分辨率高信噪比光谱，重要的是首次在极贫金属星中观测到 U II 3859.57 Å的清晰谱线，并观测到除 Th II 4019.129 Å谱线之外的多条 Th II 谱线。利用不同的核时钟 U/Th 、 U/Os 和 U/Ir 确定了 CS 31082-001 的年龄 (见表 2)，其平均年龄为 (12.5±3.0) Gyr 。

2002 年， Hill 等人 [34] 详细报道了极贫金属星 CS 31082-001 中观测到的 43 种元素的丰度，发现其中子俘获元素与 HD 115444 和 CS 22892-052 相比更为超丰 (如 [Eu/Fe]= +1.63)，且尽管在 $56 \leq Z \leq 72$ 之间的中子俘获元素的丰度与太阳系 r 过程丰度分布一致，但 $Z > 72$ 的中子俘获元素的丰度却与此 r 过程丰度分布不一致 (见图 2)，这可能是由于星系形成早期化学混合不均匀造成的 [35~37] 。 Hill 等人 [34] 根据 Nilsson 等人 [38,39] 最新测定的 U II 和 Th II 谱线的振子强度，将 $\lg\,(\mathrm{U/Th})_{\mathrm{obs}}$ 由原来的 -0.74 ± 0.11 [11] 修正为 -0.94 ± 0.11，仍用 Cayrel 等人 [11] 采用的初始丰度比 $(\mathrm{U/Th})_0 = 0.556$ [30]，得到年龄为 (17.0 ± 2.4) Gyr；采用 Goriely 和 Aronuld [40] 新近给出的初始丰度比 $(\mathrm{U/Th})_0 = 0.50 \pm 0.02$，得到年龄为 (14.0 ± 2.4) Gyr 。

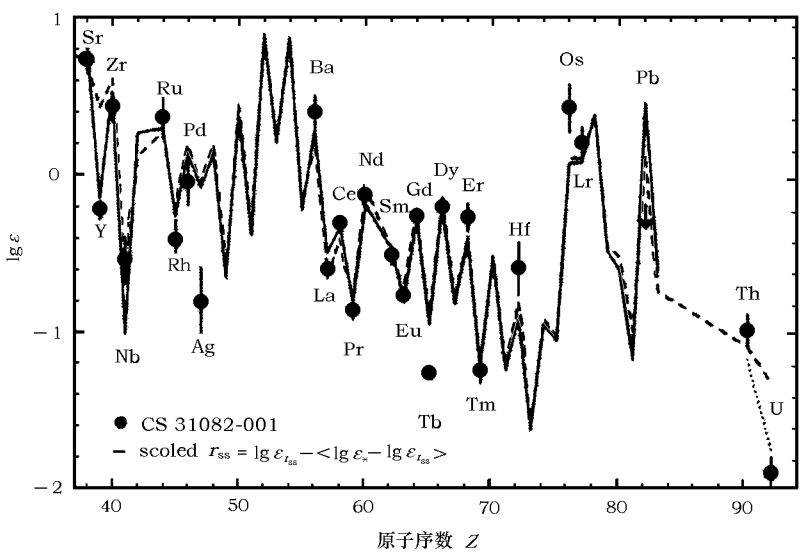

图 2 极贫金属星 CS 31082-001 的中子俘获元素丰度分布 [34]

2002 年， Cowan 等人 [12] 利用哈勃空间望远镜和 Keck I 及 2.7 m Smith 望远镜对贫金属星 BD +17° 3248 进行了从紫外到可见光的观测，确定了由 Ge ($Z = 32$) 到 U 之间 28 个中子俘获元素的丰度，发现 Ba 以后的元素丰度分布与太阳系 r 过程丰度分布非常一致 (见图 3)，并分别利用核时钟 Th/Eu 、 Th/Ir 、 Th/Pt 、 Th/U 、 U/Ir 和 U/Pt 确定了 BD+17° 3248 的年龄 (见表 3)，其平均年龄为 (13.8 ± 4.0) Gyr 。

实际上，早在 1993 年， Francois 等人 [41] 就在 8 颗贫金属星中观测到 Th 的丰度，但结果显示 [Th/Eu] 与 [Fe/H] 的关系相当离散，他们认为“ Th/Eu 的这种复杂变化弱化了其作为

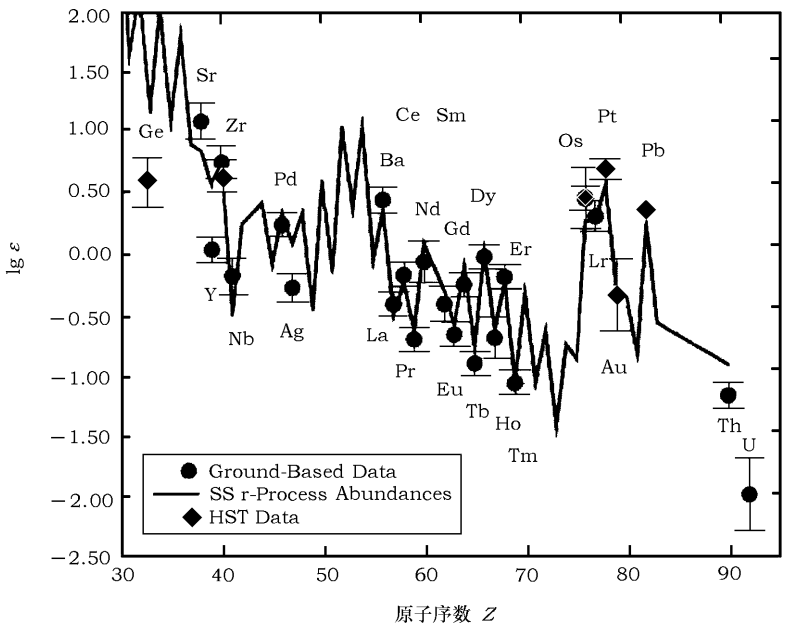

图 3　极贫金属星 BD +17° 3248 的中子俘获元素丰度分布 [12]

核时钟的作用，除非有这两种元素更为详尽的观测数据”。

总之，目前由 Th 和 U 核时钟给出的极贫金属星的平均年龄为 14 Gyr，这与用赫罗图确定的球状星团的年龄 14 Gyr [42]，以及用高红移超新星确定的宇宙学年龄 14.2 Gyr [43] 或 14.9 Gyr [44] 非常一致。但由表 2 和表 3 可见，用不同的核时钟元素得到的同一极贫金属星的年龄不尽相同，如由 Th/Eu 和 Th/Ir 得到的 BD+17° 3248 年龄相差竟 10 Gyr。究竟由哪种核时钟得到的年龄更可信？这有赖于更多样本的验证和与其他方法得到的年龄的比较。

4　Th 和 U 初始丰度的计算

4.1　经验外推法

观测表明 [10~12,32,33]，极贫金属星 Ba ($Z = 56$) 之后的中子俘获元素的丰度分布与太阳系 r 过程丰度分布一致，又由于 Th 是纯 r 过程元素，因此可将太阳系 r 过程丰度分布外推到放射性元素 Th。这意味着无论何时，贫金属星中某两种中子俘获元素的丰度之比都应等于其太阳系 r 过程丰度之比。因此，可取太阳系形成时 Th 和 Eu 的 r 过程丰度比 $(\mathrm{Th/Eu})_{\mathrm{ss-formation}} = 0.463$ 作为极贫金属星的初始丰度比 $(\mathrm{Th/Eu})_0$。例如，对极贫金属星 CS 22892-052 来说，观测到的丰度比 $(\mathrm{Th/Eu})_{\mathrm{obs}} = 0.219$ [9]，由 (2) 式可得其年龄 $t = 46.7[\lg 0.463 - \lg 0.219] = 15.18$ Gyr。

应该说这只是贫金属星 CS 22892-052 的年龄下限，因为在太阳星云形成前长达 10 Gyr 的演化中已有部分的 Th 衰变了，因此太阳系形成时的 $(\mathrm{Th/Eu})_{\mathrm{ss-formation}}$ 应小于贫金属星 CS 22892-052 形成时的初始丰度比 $(\mathrm{Th/Eu})_0$。因此，这种方法仅可作为粗略估计恒星年龄的一种简单手段。

4.2 理论模型计算

准确估计恒星形成时元素的初始丰度比 $(\mathrm{Th/Eu})_0$ 需要精确的 r 过程核合成理论计算，这涉及天体物理和核物理学方面的许多不确定因素 [2,45]，使严格的 r 过程理论计算变得非常困难 [46]。因此，目前普遍采用参数逼近法来计算 r 过程的丰度，如多事件规范模型 (canonical multi-event model) [40,45,47]、经典 r 过程模型 (the classical r-process model) [30,48~50]、三分量唯象模型 (the three components phenomenological model) [51,52] 等。这些参数模型的共同特点是，设定某些假设和参数来模拟 r 过程产生条件，通过调整参数使模型预言的 r 过程丰度分布与太阳系 r 过程丰度分布达到最佳拟合，然后再用此分布去拟合恒星中稳定元素的观测丰度，特别是 r 过程第三峰 ($A = 195$) 元素，最后将这一分布外推到放射性元素 Th 和 U，即可得到其初始丰度，而且与 r 过程发生的具体场所无关。

4.2.1 r 过程动态模型

r 过程动态模型 [46] 考虑了中子数密度和温度随时间的变化，因此不需要任何假定，r 过程的路径完全取决于中子俘获时标和 β 衰变时标的相对快慢，网络方程包括 $Z = 14$~114 之间的 6033 个 r 过程核素。计算表明在 $T_0 = 4 \times 10^8$ K，$\rho_0 = 10^4$ cm^{-3} 的初始条件下，要拟合太阳系 r 过程的第一峰 ($A = 80$) 和第二峰 ($A = 130$) 核素的丰度，需要中子数密度 $n_\mathrm{n} \approx 10^{20}$，中子流的凝固时间 (freezing time) < -0.1 s；要拟合太阳系 r 过程第三峰 ($A = 190$) 的核素丰度，需要中子数密度为 $n_\mathrm{n} \approx 10^{21}$，中子流的凝固时间 < -0.01 s。

Cowan 等人 [29] 将贫金属星 CS 22892-052 的观测丰度作为约束条件，根据 r 过程动态模型计算了 CS 22892-052 的理论丰度分布，得到最佳拟合时的 $(\mathrm{Th/Eu})_0$ 分别为 0.479 ($n_\mathrm{n} \approx 10^{20}$) 和 0.427 ($n_\mathrm{n} \approx 10^{21}$)，相应的恒星年龄为 (15.9 ± 2.0) Gyr 和 (13.5 ± 2.0) Gyr。

4.2.2 多事件规范模型

多事件规范模型假设 r 过程核合成满足等待点近似 (waiting-point approximation) 或 $(n,\gamma) \Leftrightarrow (\gamma,n)$ 平衡条件，此时强作用和电磁作用时标比弱作用时标快得多，使核素的中子俘获和光致裂变达到平衡，β 衰变可以忽略，并设 ^{56}Fe 为种子核，则两个核素的丰度比可由萨哈方程给出 [47]：

$$\lg \frac{N(Z,A+1)}{N(Z,A)} = \lg \frac{G(Z,A+1)}{G(Z,A)} - 34.075 + \lg n_\mathrm{n} - \frac{3}{2}\lg\left(\frac{A}{A+1}T_9\right) + (5.04/T_9)S_\mathrm{n}(Z,A+1).$$

其中，$G(Z,A)$ 为核素 (Z,A) 的配分函数；n_n 为中子数密度 (以 cm^{-3} 为单位)；T_9 为温度 (以 10^9 K 为单位)；S_n 为 1 个中子的分离能 (以 MeV 为单位)，是 n_n 和 T 的函数。

该规范模型假定每一事件由 3 个自由的参数所规定，即温度 T、中子数密度 n_n、中子辐照时标 τ_irr (也可用 1 个种子核平均俘获的中子数 n_cap 来代替)，其数值通过模型预言的丰度分布与太阳系 r 过程丰度分布的最佳拟合来确定。计算的标准热力学条件为 [45]：$1.3 \le T_9 \le 1.7$，$10^{22} \le n_\mathrm{n} \le 10^{29}$，$10 \le n_\mathrm{cap} \le 200$。

该模型有 4 个核输入量，即核质量、中子俘获率、β 衰变率、核裂变几率，其优点在于当拟合某一观测到的 r 过程丰度时，若改变 r 过程模型的一个输入量，模型会通过自动迭代反演重新规范热力学条件，使拟合达到最优化。

Goriely 和 Clerbuax [45] 利用该模型拟合贫金属星 CS 22892-052 的丰度时发现，当 $n_\mathrm{cap} = 140$ 时，理论丰度能够很好地拟合 $A = 190$ 以下的所有元素的观测丰度，但低于 Pb 峰元素

($A = 209$) 的丰度；若继续提高 $n_{\rm cap}$ ，虽然会增加 Pb 峰的元素丰度，同时也会增加 Th 和 U 的丰度，但对 $A = 190$ 以下的元素的丰度却无影响；当 $n_{\rm cap} = 200$ 时，理论丰度能够很好地拟合 Pb 的观测丰度。但由于 Pb 的观测丰度误差较大，导致理论预言的初始丰度比 $(\rm Th/Eu)_0$ 及最后得到的年龄不确定性很大，如对应于 $n_{\rm cap} = 145$ 、150 和 200 ，由 Th/Eu 得到的年龄分别为 12.2 、22.9 和 28.9 Gyr 。另外，选用不同的核质量模型得到的 Th 和 U 的初始丰度也不同 [40,45] 。

Cayrel 等人 [11] 采用该模型计算的初始丰度比 $\lg(\rm U/Th)_0 = -0.1$ [45] ，得到 CS 31082-001 的年龄为 14 Gyr (见表 2) 。

4.2.3　*经典 r 过程模型*

经典 r 过程模型 [30,48~50] 假定极贫金属星 Ba 以后的重元素是由单一 r 过程产生的，且 r 过程核合成满足等待点近似，以 Fe 族元素作为种子核，将具有不同中子分离能 $S_{\rm n}(= 4\sim2$ MeV) 的各 r 过程分支进行连续的叠加，通过调整不同分支的权重 $\omega(n_{\rm n})$ 及中子辐照时标 $\tau(n_{\rm n})$ 来拟合太阳系 r 过程丰度，由此叠加出一个“真实”的 r 过程场所 [30] ：$T_9 = 1.35$ ，$n_{\rm n} = 10^{20}\sim3\times10^{27}$ ，$\omega(n_{\rm n}) = 8.36\times10^6 n_{\rm n}^{-0.247}$ ，$\tau(n_{\rm n}) = 6.97\times10^{-2} n_{\rm n}^{0.062}$ s 。

同多事件规范模型一样，采用不同的核质量模型，由经典 r 过程模型拟合同一观测丰度的结果也不同。Cowan 等人 [30] 利用最小二乘法，得到能够拟合太阳系 r 过程丰度的最佳核质量模型为 ETFSI-Q (extended Thomas Fermi with Strutinsky integral and quenching model) ，并用此模型拟合了 CS 22892-052 和 HD 115444 的观测丰度，得到初始丰度比 $(\rm Th/Eu)_0 = 0.546$ ，年龄 $t = (17.1\pm3.5)$ Gyr 。

目前，几乎所有极贫金属星的初始丰度比 $(\rm Th/Eu)_0$ 或 $(\rm U/Th)_0$ 都采用该模型给出的数值 [10~12,31~33] 。

4.2.4　*三分量唯象模型*

最近，Qian 和 Wasserburg [51,52] 提出一种计算极贫金属星元素丰度的唯象模型。该模型假定产生于银河系形成早期的极贫金属星的重元素来自于以下 3 个分量的贡献：(1) 瞬时富化 (P) (prompt enrichment)—— 宇宙大爆炸后形成的第一代大质量恒星，使星际介质的金属丰度增加到 $-4\sim-3$ ，但还没有产生 r 过程，由于瞬时富化使银河系早期的化学混合不均匀，从而造成处于这一金属丰度的恒星中 [重元素 /Fe] 的离散；(2) 高频 II 型超新星爆发事件 (H) (high-frequency events of Type II supernovae)—— 主要产生较重的 r 过程核素 ($A > 130$) ；(3) 低频 II 型超新星爆发事件 (L) (low-frequency events of Type II supernovae) —— 主要产生较轻的 r 过程核素 ($A \leq 130$) 。

该模型预言的极贫金属星 CS 31082-001 的元素丰度与其观测丰度拟合得很好 [34,53] 。该模型预言 CS 31082-001 的初始丰度 $\lg(\rm U/Th)_0 = -0.17$ ，相应的年龄为 12 Gyr [53] ，与采用其他模型预言的初始丰度得到的年龄一致。

尽管有这么多 r 过程理论模型，但由于 r 过程理论还很不完善，这些唯象的参数模型仍存在许多不确定性，目前核纪年研究中仍经常采用 Cowan 等人 [30] 提出的经典 r 过程模型的结果。

5　核纪年的不确定性和可靠性分析

利用 Th 和 U 的核纪年确定恒星年龄的不确定性来自两个方面，一是观测丰度的不确定性，二是理论预言的初始丰度的不确定性。

5.1 观测丰度的不确定性

由于 Th II 4019.129 Å谱线很弱，且其在冷星大气中又存在严重的谱线混合，包括 V I、Mn I、Fe I、Fe II、Co I、Ni I、Ce II、Sm II、Nd II、Sc I、^{13}CH 和 ^{12}CH 等的谱线 (详见文献 [33] 表 3)，使得精确测定 Th 元素的丰度非常困难。由于年龄测定用得是相对丰度 (Th/Eu)，恒星大气模型各参数的误差对年龄的影响很小 (≈ 0.03 dex) [33]。因此，观测误差主要来自混合谱线的确认和连续谱位置的确定，以及谱线振子强度的误差。一般 $\Delta \lg(\mathrm{Th/Eu})_{\mathrm{obs}} = \pm 0.1$ dex，由此导致 ± 4.6 Gyr 的年龄误差。

要精确测定 U 的丰度更难了，因为冷星光谱中唯一较强的 U II 3859.57 Å谱线正好位于很强的 CN 3859.67 Å线的蓝端线翼上，而且非常弱。目前只在极贫金属星 CS 31082-001 [11] 和 BD+17° 3248 [12] 中准确测定了 U 的丰度，而在 CS 22892-052 中只是给出了 U 的丰度上限 [31]。Hill 等人 [34] 给出 CS 31082-001 中 U 和 Th 相对丰度的误差为 $\Delta \lg(\mathrm{U/Th})_{\mathrm{obs}} = \pm 0.11$ dex，由此导致 ± 2.4 Gyr 的年龄误差。

减小观测丰度误差的途径，首先是提高光谱的分辨率和信噪比。若想由 4019 Å谱线得到可靠的 Th 丰度，至少要求光谱的分辨率 $R > 40000$，信噪比 $S/N > 100$ [27]。如 CS 31082-001 的分辨率 $R = 75000$，在 3350~4600 Å波段谱线的 $S/N = 300$ [34]。其次是增加对 Th II 其他谱线的观测。最近，在 CS 22892-052 中观测到 Th II 4086.52 Å谱线 [31]，在 CS 31082-001 中还观测到另外 8 条 Th II 谱线 [34]，显然由这些不同谱线得到的平均丰度有助于提高其丰度的可靠性。

5.2 理论丰度的不确定性

由于 Th 和 U 的初始丰度是通过 r 过程理论模型得到的，因此必然存在某些不确定性。这些不确定性主要来自核物理输入数据的不确定性。由于参与 r 过程计算的大部分核素都远离 β 稳定谷，它们的基本参数如核的质量、$(n,\gamma) \Leftrightarrow (\gamma,n)$ 反应率、α 和 β 衰变的半衰期等都缺乏实验数据，有些只能靠理论外推来获得，因此具有较大的不确定性 [54]。其中核素的质量对核素丰度的影响最大，不同的核质量模型得出的 Th 和 U 的初始丰度相差较大，导致年龄的不确定范围也很大。如对 CS 22892-052，利用不同的核质量模型 FRDM [55]、ETFSI-1 [56]、HFB/SkP [57] 和 ETFSI-Q [48] 给出的 $(\mathrm{Th/Eu})_0$，得到的年龄分别为 41.0、14.9、10.2 和 17.1 Gyr [9]。之所以有如此大的差别，是因为不同的核质量模型采用的 r 过程核合成的路径大不相同 [45]。一个核质量模型是否可靠可通过其预言的理论丰度分布与太阳系 r 过程丰度分布是否一致来判断，Cowan 等人 [30] 发现即使是能够拟合太阳系 r 过程丰度的最佳核质量模型 ETFSI-Q，其所预言的丰度也具有 10%~20% 的典型误差，由此导致恒星年龄的误差为 3~4 Gyr。为减小这一不确定性，需要理论和实验核物理进一步测定富中子的不稳定核素的基本参数并提高其可靠性。

其次，核时钟元素 Th 和 U 自身的衰变性和太阳系 r 过程丰度的不确定性，也是影响 Th 和 U 初始丰度的重要因素。因为 Th 和 U 的初始丰度是通过调整 r 过程模型的某些参数，使模型预言的丰度拟合太阳系 r 过程丰度和贫金属星稳定元素特别是 Pb 和 Bi 的观测丰度得到的。由于 Th 和 U 自身的衰变性，无法直接拟合 Th 和 U 的观测丰度。然而通过拟合稳定

元素的观测丰度确定的参数的变化范围很大，相应得到的 Th 和 U 初始丰度的不确定范围也很大。如对 CS 22892-052 来说，由于 Pb 的观测误差很大 ($\Delta \lg \varepsilon(\mathrm{Pb}) = 0.4$ dex) [31]，使得 $n_{\mathrm{cap}} = 145$ 、 150 、 200 都能拟合 Pb 峰元素和其他稳定元素的丰度，相应的恒星年龄分别为 12.2 、 22.9 、 28.9 Gyr [45]。由于缺乏其他约束，不能判断哪个年龄更准确，也就是说如果仅用第三峰元素 Pb 和 Bi 的观测丰度作为约束条件的话， 12~29 Gyr 之间的任何恒星年龄都是合理的，除非能够更加准确地测定 Pb 的丰度，才能减小不确定范围。同时，还需要精确可靠的太阳系 Pb 峰元素的 r 过程丰度 [58,59]。

5.3　核纪年法可靠性的进一步讨论

尽管近几年以 Th 和 U 为核时钟，成功地确定了一批极贫金属星的年龄，并且与其他方法得到的星系年龄比较一致，但用核纪年法估计银河系年龄的可靠性仍受到一些质疑。

5.3.1　是否存在一个“普适”的太阳系 r 过程丰度分布？

核纪年法的一个基本假设是：极贫金属星的中子俘获元素丰度与太阳系 r 过程丰度分布一致，至少对 Ba 以后的元素是这样 [30]。尽管几乎目前所有的观测结果 [9~12,14,17~20,31~33,60,61] 都支持这一假设，但 Goriely 等人 [36,40,45,62] 认为，这种分布上的一致并不一定表明极贫金属星的中子俘获元素是由产生太阳系 r 过程丰度的同一 r 过程产生的，因为它完全有可能是不同 r 过程随机混合产生的 [62]。因此，不能将这一 r 过程分布外推到 Th 和 U，任何试图通过拟合这一 r 过程分布来得到 Th 和 U 初始丰度的半解析模型都是不可靠的 [45]。极贫金属星 CS 31082-001 的观测结果 [11,34] 似乎证实了这一怀疑，其 Ba~Hf ($Z = 72$) 之间的中子俘获元素的丰度与太阳系 r 过程丰度一致，但更重的第三峰元素 Os 、 Ir 和 Pb 的丰度却与此分布不一致。然而极贫金属星 BD +17° 3248 的观测结果表明 [12]， Ba~Pb 之间的中子俘获元素的丰度分布与太阳系 r 过程丰度分布完全一致，再次证明上述假设成立。最近， Sneden 等人 [63] 首次将这一分布的一致性推进到核素丰度，他们的观测结果表明，极贫金属星中 Eu 元素的同位素 ^{151}Eu 和 ^{153}Eu 的相对分布与其在太阳系中的比值一致，即 $^{151}\mathrm{Eu}/^{153}\mathrm{Eu} \approx 1$，这进一步支持了上述假设。

当然，要彻底回答这一问题，还需要对更多的极贫金属星进行高分辨率的观测和高精度的丰度分析。目前，只有承认这一假设，否则有关核纪年的计算将无法进行。

5.3.2　核时钟 Th/Eu 可靠吗？

尽管太阳系中 Th 和 Eu 都是 r 过程元素，而且用 Th/Eu 核时钟确定了一系列极贫金属星的年龄 (见表 1)，但由于 Eu 与 Th 和 U 在原子序数上相差甚远，其原子性质和元素的形成与演化的历史可能都大不一样。因此，用 Th/Eu 作为核时钟来估计恒星的年龄存在内在的不确定性。近来在对极贫金属星 CS 31082-001 [11] 和 BD +17° 3248 [12] 核纪年的研究中，开始使用更接近 Th 和 U 的 r 过程第三峰元素 Os 、 Ir 、 Pt 作为稳定的参考元素 (见表 2 、表 3)。当然，如果能同时观测到 Th 和 U 的丰度，用 U/Th 作为核时钟比 Th/Eu 要可靠得多 [34,40]。因为 U 和 Th 的质量数相近，比相对较远的 Eu 来讲，更可能是由同一 r 过程产生的，因此由模型预言的 $(\mathrm{U/Th})_0$ 的可靠性可能要比 $(\mathrm{Th/Eu})_0$ 高，且恒星的年龄对 U/Th 的敏感性也不像对 Th/Eu 那样敏感。如同样是 0.1 dex 的丰度误差，用 U/Th 得到的年龄误差仅为 2.2 Gyr，而用 Th/Eu 得到的年龄误差却达 4.7 Gyr。

另外，由于极贫金属星 CS 31082-001 具有比其他贫金属星更高的中子俘获元素丰度，使得

由 Th/Eu 得到的恒星年龄竟然为负值 [34] 。因为在 CS 31082-001 中 $\lg\,(\mathrm{Th/Eu})_{\mathrm{obs}} = -0.22$ ，而在 CS 22892-052 和 HD 115444 中 $\lg\,(\mathrm{Th/Eu})_{\mathrm{obs}}$ 分别为 -0.66 和 -0.60 ，如果仍采用与 CS 22892-052 和 HD 115444 同样的初始丰度 $\lg\,(\mathrm{Th/Eu})_0 = -0.26$ ，由方程 (2) 得到 CS 31082-001 的年龄竟为 -1.8 Gyr ，这显然不可能。当然，只此一例还不足以证明 Th/Eu 绝对不可靠。因此，有必要对更多的极贫金属星中的 Th 和 Eu 进行精确的观测和丰度分析。

由于观测和确定 U 的丰度非常困难，在目前情况下，用 Th/Eu 作为核时钟来确定极贫金属星的年龄仍是可行的。

5.3.3 核纪年法的指数衰减模型可靠吗？

由于极贫金属晕星产生于银河系形成的早期，并没有参与后来的化学演化，其表面的元素丰度仍是恒星形成时的初始丰度， Th 和 U 的减少只是自然衰变的结果，因此完全可以用单一的指数衰减模型来计算 Th 和 U 的丰度变化，并估计恒星的年龄。但由于富金属的盘星经历了多代恒星的演化，其原始丰度已受到星际介质的污染，且在其形成时 Th 和 U 已部分衰变，因此不能再用单一的指数衰减模型来计算 Th 和 U 的丰度变化，而应该用星系化学演化模型来确定富金属盘星的年龄 [53,64] 。

6 确定银河系年龄的其他方法

由前面的讨论可知，核纪年法确定的极贫金属星的平均年龄为 (14 ± 4) Gyr 。为了与其他方法的结果进行比较，以便对银河系年龄给出一个更严格的约束，下面简单介绍确定银河系年龄的另外两种方法。

6.1 测定球状星团的年龄

球状星团是银河系初具雏形时最早凝聚起来的天体，是在宇宙大爆炸之后 1 Gyr 内形成的，被认为是银河系中最老的天体 (但一般认为比极贫金属的场晕星稍年轻些) [42] ，所以其年龄可作为银河系或宇宙年龄的下限。

测定球状星团年龄的基本方法是赫罗图法，它建立在恒星结构和演化理论的基础上，并假定球状星团中所有恒星大致是在相同时间内形成的，且具有相似的化学组成和相同的距离。这样，若知道恒星的质量、光度、化学组成及其表面温度，即可根据恒星结构和演化模型得到星团演化的理论赫罗图，将其与观测的赫罗图进行比较即可确定球状星团的年龄 T_{GC} 。一般有两种方法： (1) 拟合颜色 - 星等图 (CMD) 的理论等龄线； (2) 比较赫罗图中水平分支和主序转折点的绝对星等的差别。由这两种方法得到的 T_{GC} 差别不大，一般为几个 Gyr 。如利用方法 (1) ， VandenBerg [65] 给出 15 个较亮的球状星团的年龄范围为 15~18 Gyr ，最近 VandenBerg 等人 [66] 给出球状星团 M92 的年龄为 (13.5±2.0) Gyr ；利用方法 (2) ， VandenBerg [67] 得到 M15 、 M68 等的年龄为 15~20 Gyr 。

距离的确定是影响球状星团年龄的最主要因素，仅仅 10% 的距离误差会带来 1.8 Gyr 的年龄误差 [68] 。 2000 年， Carretta 等人 [69] 利用依巴谷 (Hipparcos) 数据重新测定了球状星团 M92 的距离，得到其年龄为 (12.9±2.9) Gyr 。可见，由赫罗图法确定的球状星团的年龄与由核纪年法确定的极贫金属星的年龄比较一致。

6.2 测定银盘的年龄

测定银盘的年龄也能为银河系年龄提供一个下限，而银盘的年龄往往是通过测定太阳附近盘星的年龄来确定的。确定盘星年龄的方法很多，如利用白矮星冷却的光度函数[70]、根据依巴谷数据得到的颜色－星等图 (CMD)[71]、太阳附近 F 和 G 型星的年龄[72]、Th 核时钟纪年法[8]、老年疏散星团的年龄[73]等，这里不再一一介绍。这些研究得到的银盘年龄 $T_{\rm disc}$ 一般为 8∼12 Gyr，但 Feltzing 等人[71]最近根据依巴谷数据确定了 5828 颗矮星和亚矮星的年龄，发现有些处于主序转折点的矮星年龄竟达 13∼14 Gyr，接近年老的晕星年龄。

7　结论和展望

上文对用核纪年法确定银河系年龄的原理和不确定性、天文观测和理论研究的现状进行了详细的介绍和讨论。总之，放射性元素 Th 和 U 可作为核时钟，通过比较恒星形成至今元素相对丰度 (Th/Eu) 或 (Th/U) 的变化，利用简单的指数衰变模型即可直接确定极贫金属星的年龄，从而为银河系年龄提供一个可靠的下限。核纪年法的优点在于不用考虑恒星形成和演化的具体过程，避开了星系化学演化模型的复杂计算和由此导致的年龄的不确定性。目前由核纪年法得到的极贫金属星的年龄范围一般在 10∼17 Gyr 之间，平均年龄约为 14 Gyr，与用其他方法得到的银河系年龄一致。

然而，核纪年法还存在许多问题，如极贫金属星中 Th 特别是 U 的谱线很难观测到，且存在严重的谱线混合，使得 Th 和 U 的观测丰度很难精确测定；计算 Th 和 U 初始丰度的 r 过程模型涉及天体物理学和核物理学方面的许多不确定因素，从而影响了 Th 和 U 初始丰度的精确估计；指数衰变模型使得恒星年龄对丰度的变化非常敏感。所有这些都导致核纪年法得到的年龄具有较大的不确定性，一般为 ±4 Gyr。更为严重的是，极贫金属星中是否存在一个“普适”的太阳系 r 过程丰度分布？用 Th/Eu 作为核时钟来确定极贫金属星的年龄是否可靠？这种核纪年法是否适合确定富金属盘星的年龄？所有这些问题都有待于在今后的研究中予以解决。

总之，极贫金属星中长寿命放射性 r 过程元素 Th 和 U 的丰度变化，的确可作为估计银河系年龄的可靠的核时钟，它提供了星系乃至宇宙的年龄下限。但由于对 r 过程仍缺乏深入的了解，特别是产生 r 过程的天体物理场所至今还未确定，以及参与 r 过程核合成的许多核素的物理性质根本没有实验数据，使得年龄的确定还具有较大的误差。而且目前极贫金属星中 Th 和 U 的观测数据还很少，我们无法从统计规律上估计由此得到的年龄是否可靠。因此，今后进一步的研究工作应围绕以下几个方面进行：

首先，在天文观测方面，需要对更多的极贫金属星进行高分辨率高信噪比的观测，从中获得更精确的中子俘获元素丰度，包括 Th 和 U 以及 r 过程第三峰元素 Os∼Pb，利用它们的观测丰度对 Th 和 U 理论初始丰度的计算进行更为严格的约束，尽量减小初始丰度预言的不确定性。据悉，目前日本天文学家通过 Subaru 望远镜的高分辨率摄谱仪 (HDS) 已取得一批极贫金属星的观测数据，包括 Th 和 Eu 的丰度。

其次，在原子物理学方面，继续提高 Th II 4019.129 Å和 U II 3859.57 Å谱线振子强度的精确度，增加和改进其他中子俘获元素谱线的振子强度的数据，特别是位于 $41 \leq Z \leq 48$ 的元素和第三峰元素 Os∼Pb 的谱线数据，以满足高精度丰度分析的需要。

再者，在核物理学方面，不断改进 r 过程核素的质量模型，增加 r 过程核素基本性质的实验数据，以提高 r 过程计算中模型和输入数据的可靠性，尽量减小 Th 和 U 初始丰度的不确定性。

最后，在天体物理学方面，加强对 r 过程核合成理论和产生场所的研究，以建立更为真实可靠的 r 过程理论模型，减小理论计算的不确定性。

参 考 文 献

1 Vangion-Flam E. Astrophysical Ages and Dating Methods, Gif-sur-yvette: Editions Frontières, 1990
2 Arnould M, Takahashi K. Rep. Prog. Phys., 1999, 62: 395
3 Cowan J J, Thielemann F K, Truran J W. Phys. Rep., 1991, 208: 267
4 Rutherford E. Nature, 1929, 123: 313
5 Burbidge E M, Burbidge G R, Fowler W A *et al.* Rev. Mod. Phys., 1957, 29: 547
6 Fowler W A, Hoyle F. Ann. Phys., 1960, 10: 280
7 Cowan J J, Thielemann F K, Truran J W. ApJ, 1987, 323: 543
8 Butcher H R. Nature, 1987, 328: 127
9 Sneden C, McWilliam A, Preston G W *et al.* ApJ, 1996, 467: 819
10 Westin J, Sneden C, Gustafsson B *et al.* ApJ, 2000, 530: 783
11 Cayrel R, Hill V, Beers T C *et al.* Nature, 2001, 409: 691
12 Cowan J J, Sneden C, Burles S *et al.* ApJ, 2002, 572: 861
13 Hippel T, Manset N, Simpson C. ASP. Conf. Ser., 2001, 245: 1
14 Burris D L, Pilachowski C A, Armandroff T E *et al.* ApJ, 2000, 544: 302
15 Clayton D D. MNRAS, 1988, 234: 1
16 Mathews G J, Schramm D N. ApJ, 1988, 324: L67
17 Spite M, Spite F. A&A, 1978, 67: 23
18 Truran J W. A&A, 1981, 97: 391
19 Shneden C, Parthasarathy M. ApJ, 1983, 267: 757
20 Gilroy K K, Sneden C, Pilachowski C A *et al.* ApJ, 1988, 327: 298
21 Lawler E, Whaling W, Grevesse N. Nature, 1990, 346: 635
22 da Silva, de la Reza R, Magalhaes S. In: Vangion-Flam E ed. Astrophysical Ages and Dating Methods, Gif-sur-yvette: Editions Frontières, 1990: 419
23 Morell O, Kallander D, Butcher H R. A&A, 1992, 259: 543
24 Pagel B E J. In: Beckman J E, Pagel B E J eds. Evolutionary Phenormena in Galaxies, Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1989: 201
25 Butcher H R. ApJ, 1975, 199: 710
26 Quireza C, da Silva, de la Reza R. Rev. Mex. Astron. Astrofis., 1996, 4: 83
27 Sneden C, Lawler J E, Cowan J J. Phys. Scr., 2002, priprint (astro-ph/0109194)
28 Beers T C. In: Weiss A, Abel T, Hill V eds. The First Stars, Heidelberg: Springer, 2000: 4
29 Cowan J J, McWilliam A, Sneden C *et al.* ApJ, 1997, 480: 246
30 Cowan J J, Pfeiffer B, Kratz K L *et al.* ApJ, 1999, 521: 194
31 Sneden C, Cowan J J, Ivans I I *et al.* ApJ, 2000, 533: L139
32 Sneden C, Johnson J A, Kraft R P *et al.* ApJ, 2000, 536: L85
33 Johnson J A, Bolte M. ApJ, 2001, 554: 888
34 Hill V, Plez B, Cayrel R *et al.* A&A, 2002, 387: 560
35 Hill V, Plez B, Cayrel R *et al.* ASP Conf. Ser., 2001, 245: 316
36 Arnould M, Goriely S. ASP Conf. Ser., 2001, 245: 252
37 Sneden C, Cowan J J, Beers T C *et al.* ASP Conf. Ser., 2001, 245: 235

38 Nilsson H, Ivarsson S, Johansson S *et al.* A&A, 2002, 381: 1090
39 Nilsson H, Zhang Z G, Lundberg H *et al.* A&A, 2002, 382: 368
40 Goriely S, Aronuld M. A&A, 2001, 379: 1113
41 Francois P, Spite M, Spite F. A&A, 1993, 274: 821
42 Pont F, Mayor M, Turon C *et al.* A&A, 1998, 329: 87
43 Riss A G, Filippenko A V, Challis P. AJ, 1988, 116: 1009
44 Perlmutter S, Aldering G, Goldhaber G *et al.* ApJ, 1999, 517: 565
45 Goriely S, Clerbaux B. A&A, 1999, 346: 798
46 Cowan J J, Thielemann F K, Truran J W. ARA&A, 1991, 29: 247
47 Bouquelle V, Cerf N, Aronuld M *et al.* A&A, 1996, 305: 1005
48 Pearson J M, Nayak R C, Goriely S. Phys. Lett. B, 1996, 387: 455
49 Pfeiffer B, Kratz K L, Thielemann F K. Z. Phys. A, 1997, 357: 235
50 Pfeiffer B, Kratz K L, Thielemann F K *et al.* In: Hillebrandt W, Muller E eds. Proc. of IX Workshop on Nuclear Astrophysics, Munich: MPA, 1998: 168
51 Qian Y Z, Wasserburg G J. ApJ, 2001, 559: 925
52 Qian Y Z, Wasserburg G J. ApJ, 2002, 567: 515
53 Qian Y Z, Wasserburg G J. ApJ, 2001, 552: L55
54 Sneden C, Cowan J J. Rev. Mex. Astron. Astrofis., 2001, 10: 221
55 Möller P, Nix J R, Myers W D *et al.* At. Data Nucl. Data Tables, 1995, 66: 131
56 Aboussir Y, Pearson J M, Dutta A K *et al.* At. Data Nucl. Data Tables, 1995, 61: 127
57 Dobaczwski J. Phys. Rev. C, 1996, 53: 2809
58 Käppeler F, Beer H, Wisshak K. Rep. Prog. Phys., 1989, 52: 945
59 Goriely S. A&A, 1999, 342: 881
60 Gratton R, Sneden C. A&A, 1994, 287: 927
61 McWilliam A, Preston G W, Sneden C *et al.* AJ, 1995, 109: 2736
62 Goriely S, Aronuld M. A&A, 1997, 322: L29
63 Sneden C, Cowan J J, Lawler J W *et al.* ApJ, 2002, 566: L25
64 Arnould M, Takahashi K. In: Sanchez F, Vasquez M eds. New Windows to the Universe, Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1990: 355
65 VandenBerg D A. ApJS, 1983, 58: 711
66 VandenBerg D A, Richard O, Michand G *et al.* ApJ, 2002, 571: 487
67 VandenBerg D A. In: Grindlay J E, Davis Philip A G eds. The Harlow Shapley Sympoaium on Globular Cluster System in Galaxies, Dordrechet: Kluwer, 1988: 107
68 Bolte M. ApJ, 1989, 97: 1688
69 Carretta E, Gratton R G, Clementini G *et al.* ApJ, 2000, 533: 215
70 Knox A A, Hawkins M R S, Hambly N C. MNRAS, 1999, 306: 736
71 Feltzing S, Holmberg J, Hurley J R. A&A, 2001, 377: 911
72 Edvardsson B, Andersen J, Gustafsson B *et al.* A&A, 1993, 275: 101
73 Carraro G. MNRAS, 1999, 309: 430

Progress in Study on the Age-Dating of the Galaxy by Nucleo-Cosmochronology

Li Ji[1,2] Zhao Gang[1]

(*1. National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012*)

(*2. School of Physics, Hebei Normal University, Shijiazhuang 050016*)

Abstract

The dating of the Galaxy is a basic task in modern astrophysics. One method of estimating the age of the Galaxy is nucleo-cosmochronology. The idea of such a chronometry is to determine the age of individual stars by comparing the change of the abundance ratio with time between a long-lived radioactive element and a stable element in the oldest stars. The present ratio of the element pairs, derived from the stellar spectrum, is compared with the initial abundance ratio at the time of the star formation, predicted from a theoretical model. At first, this age-dating approach was used to estimate the age of G-dwarf stars with Th/Nd chronometry. Recently, it has been used to evaluate the age of halo field stars and globular cluster stars with the Th/Eu and U/Th chronometers. We first briefly introduce the principle of this approach, and then review the history of Th and U abundance study in stars, with emphasis on the extremely metal-poor halo stars. The reliability of this technique and the uncertainties in the age estimate are well discussed. As comparison, other methods of dating the Galaxy are briefly introduced. Some further investigations are suggested at last.

Key words astrophysics—age of the Galaxy—review—nucleo-cosmochronology—stars—neutron-capture element—abundances