

文章编号: 1000-8349(2012)04-453-14

富锂巨星的观测研究

符晓婷^{1,2,3}, 邓李才^{1,2}, Kirby Evan N^{4,5}, Guhathakurta Puragra⁶

(1. 中国科学院 光学天文重点实验室, 北京 100012; 2. 中国科学院 国家天文台, 北京 100012; 3. 中国科学院 研究生院, 北京 100049; 4. California Institute of Technology, 1200 E. California Blvd., MC 249-17, Pasadena, CA 91125, USA; 5. Hubble Fellow; 6. University of California Observatories/Lick Observatory, University of California, 1156 High St., Santa Cruz, CA 95064, USA)

摘要: 锂在温度达到 $T > 2.5 \times 10^6$ K 时即参与 ${}^7\text{Li}(p, \alpha){}^4\text{He}$ 反应燃烧, 经典恒星理论推测, 当恒星演化到红巨星阶段时, 由于向内非常延伸的对流包层的存在, 锂的丰度 $A(\text{Li}) = 12 + \lg[n(\text{Li})/n(\text{H})]$ 应为 $A(\text{Li}) < 0.5$ 。但是, 陆续有处于不同光谱型、不同演化阶段的富锂巨星被发现, 其中一些巨星的锂丰度甚至远超出宇宙大爆炸的原初锂丰度, 给经典恒星演化模型带来了难题。回顾了从恒星主序到巨星支的锂丰度观测研究历史, 并详细介绍了我们对银河系矮星系中富锂巨星的最新发现, 总结了所有富锂巨星的观测证据, 以及为解决此难题所提出的理论解释。

关键词: 恒星演化; 巨星; 元素丰度; 锂

中图分类号: P152 **文献标识码:** A

1 引言

锂 (${}^7\text{Li}$) 是宇宙大爆炸之后最初形成的四种元素之一^[1]。通过研究锂在恒星中的产生、瓦解和分布, 不仅能够帮助我们了解这种元素的演化过程, 并且由于它对温度的敏感性, 锂也是研究恒星内部结构及其它元素核合成反应的重要探针, 同时对估计恒星年龄、约束宇宙模型有着重要的作用。按照威尔金森微波各向异性探测器 WMAP(Wilkinson Microwave Anisotropy Probe) 的最新结果, 宇宙大爆炸之后由 ${}^3\text{He}(\alpha, \gamma){}^7\text{Li}$ 反应核合成的锂原初丰度为 $A(\text{Li}) = 2.72$ ^[2]。在接下来的近 140 亿年里, 锂既由碳、氮、氧原子核的热核反应而生成, 也经历了恒星内部中子俘获反应的分解, 在绝大多数恒星中, 锂的分解率远远超过了产生的速率。在我们今天的宇宙里, 锂在所有比锌轻的元素中, 丰度最低。

收稿日期: 2012-04-17; 修回日期: 2012-07-02

资助项目: 国家自然科学基金(10973015, 11061120454); Hubble Fellowship grant(51256.01); NASA(NAS 5-26555); NSF(AST09-37525, AST-1010039)

不同于 ${}^7\text{Li}$, 锂的另一种同位素 ${}^6\text{Li}$ 不能经由恒星内部产生^[3, 4], 只存在于超新星爆发后的 ISM 和星际宇宙射线 (Galactic cosmic ray) 中, 其初始丰度以及和 ${}^7\text{Li}$ 的含量之比一直是困扰宇宙学的一个难题。鉴于 ${}^6\text{Li}$ 在观测上的困难 (需要分辨率 $R \approx 100\,000$, 信噪比 $S/N \approx 500$ 的光谱数据), 本文中所探讨的恒星中的锂丰度, 均为基于 ${}^7\text{Li}$ 的观测数据。

相对于年轻的星族 I 恒星, 人们对于锂丰度的研究更加侧重于贫金属且年老的星族 II 恒星; 由于只经历过一次恒星形成, 这些贫金属星保存了大量宇宙大爆炸初期的化学信息, 一直被视为限制宇宙学初期参数的重要证据^[5]。对于绝大多数贫金属星来说, 锂的丰度随着恒星表面温度的降低而降低, 并且有一个显著的锂丰度平台 Spite Plateau^[6], 银河系晕^[6, 7] 和球状星团^[8, 9] 中的大量光谱数据支持了此结果, 显示矮星的锂丰度几乎都保持在同一值 ($A(\text{Li}) = 2.3$, 其中 $A(\text{Li}) = 12 + \lg[n(\text{Li})/n(\text{H})]$, n 为原子数密度)。直到亚巨星支时恒星内部第一次挖掘的出现, 锂丰度开始显著降低。此时由于对流包层的存在, 恒星表面的物质与来自于恒星内部的热物质混合而被稀释。上翻的热物质不含锂, 因为恒星内部氢燃烧的温度远远高于锂分解的温度, 在温度达到 $T > 2.5 \times 10^6 \text{ K}$ 时, 锂会马上参与 ${}^7\text{Li}(p, \alpha){}^4\text{He}$ 反应而分解 (对于 ${}^6\text{Li}$, $T > 2.0 \times 10^6 \text{ K}$ 即分解)。第一次挖掘使得恒星表面的锂丰度下降到原来的 $1/20$ 到 $1/15$ ^[8]。另一次显著的锂丰度的降低发生在恒星刚刚进入红巨星的阶段。恒星大气中的额外对流机制 (extra mixing) 把经过进一步稀释了的物质带到恒星表面^[10], 使得锂丰度在红巨星 bump 之后大幅降低, 锂原子的数密度降到了千亿分之一以下。

对于位于红巨星支顶部的恒星来说, $A(\text{Li}) < 0.5$ 是比较典型的丰度^[8], 任何锂丰度高于此值的巨星都被认为是富锂巨星。观测数据表明, 富锂的巨星大概占有所有巨星的 1% 左右^[11-15]。其中远超过宇宙大爆炸原初锂丰度的恒星的存在更是表明, 这些锂不是大爆炸之后残存下来的遗迹, 而是有其自身的锂生成机制, 它们的存在作为一个难题摆在了经典恒星演化模型的面前, 并引发了关于巨星中锂的产生及存在机制的广泛研究。

本文结构如下: 第二章简要介绍了对主序恒星锂丰度的研究, 第三章讨论了巨星锂丰度的观测证据, 第四章详细介绍对银河系矮星系中富锂巨星的最新发现, 第五章总结和展望未来的研究方向。

2 主序恒星的锂丰度

银河系中的年老主序星是系统研究恒星锂丰度的开始。这些恒星只经历过一次恒星形成, 并且大气中的对流包层还未深入到恒星内部温度高于 $2.5 \times 10^6 \text{ K}$ 可以燃烧锂的地方, 我们可以认为此时恒星中的锂即为宇宙大爆炸之后的残留。Spite 夫妇最早通过分析 CFH 望远镜对银河系晕中的主序星观测数据^[16] 得出, 有效温度介于 5700 K 和 6250 K 之间的贫金属恒星 ($-2.4 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.4$), 其锂丰度保持在 $A(\text{Li})=2.05$ 左右, 这就是著名的锂丰度平台 Spite Plateau。此后诸多对银河系里年老恒星的进一步观测数据证明了此平台的存在^[8, 17-19], 且平均值为 $A(\text{Li}) = 2.3$ 。可是令人费解的是, Spite Plateau ($A(\text{Li}) = 2.3$) 与大爆炸原初锂丰度 ($A(\text{Li}) = 2.72$)^[2] 之间是一个空白带, 被称为锂丰度的禁带 (forbidden zone),

没有观测证据表明有位于此温度、丰度区间的恒星存在。Piau 等人认为在这些年老的恒星形成之前, 约 2/3 的锂便在星系间物质中被消耗掉了^[20], Charbonnel 和 Talon 则认为, 引力波的作用才是出现这个禁带的原因^[21]。

相对于 Spite Plateau 上的恒星, Sbordone 等人对晕中更加贫金属的矮星 ($-3.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -2.5$) 研究后发现, 金属丰度 $[\text{Fe}/\text{H}] < -3$ 时, 锂丰度 $A(\text{Li})$ 并不是一个平台, 而是随着金属丰度的降低显著下降。金属丰度每降低 1 dex, 会导致 $A(\text{Li})$ 下降 0.3 dex, 且越往贫金属端, $A(\text{Li})$ 的分布越分散。目前的理论还不能很好地解释这种现象出现的原因^[22]。

与银河系晕中的年老恒星相比, 疏散星团中年轻主序星的锂丰度要高上 10 倍^[5], 这也同时使得锂丰度成为探测主序星年龄的有效探针。

3 巨星锂丰度的观测证据及相关讨论

1982 年, Wallerstein 和 Sneden 在银河系场星中发现了第一颗富锂的红巨星^[23], 拉开了超丰锂巨星研究的序幕。在接下来的 30 年里, 有数十颗富锂巨星陆续被发现, 它们不仅出现在银河系中的球状星团、晕以及核球里, 在银河系的矮星系中, 也有被观测到。表 1 列出了所有已知的富锂巨星的恒星参数, 共计 64 颗。由表可见, 绝大多数富锂巨星都是年龄较大的贫金属星, 并且除了锂元素丰度异常之外, 它们的其余恒星参数与正常巨星并没有显著差异^[12, 15]。

表 1 已知的富锂巨星

Star name	$[\text{Fe}/\text{H}]$ /dex	T_{eff}/K	$\lg(g)/\text{dex}$	$A(\text{Li})/\text{dex}$
C1012254-203007 ^[12]	-2.55	4518.0	1.1	2.52
J043154.1-063210 ^[12]	-1.85	5440.0	2.5	1.69
J142546.2-154629 ^[12]	-2.08	4341.0	0.9	3.86
J195244.9-600813 ^[12]	-1.41	5025.0	2.1	1.73
T5496-00376-1 ^[12]	-0.63	4887.0	2.2	3.28
T6953-00510-1 ^[12]	-1.93	4867.0	1.8	2.82
T8448-00121-1 ^[12]	-2.45	4655.0	1.1	3.71
T9112-00430-1 ^[12]	-2.21	4370.0	0.0	3.15
M3-IV101 ^[12]	-1.52	4236.0	0.6	3.49
M68-A96 ^[12]	-2.18	4549.0	0.9	2.95
PDS 365 ^[24]	-0.09	4540.0	2.2	3.3
IRAS 19285+0517 ^[25]	0.14	4500.0	2.5	2.5
HD 30834 ^[26]	-0.5	4500.0	1.5	2.4
HD 146850 ^[26]	0.4	4270.0	1.4	2.0
HD 219025 ^[26]	-0.1	4500.0	2.3	3.0
G0928+73.2600 ^[27]	-0.25	4885.0	2.65	3.3
Monaco142173 ^[14]	-0.69	4330.0	1.5	2.8

续 表

Star name	[Fe/H] /dex	T_{eff}/K	$\lg(g)/\text{dex}$	$A(\text{Li})/\text{dex}$
Monaco171877 ^[14]	-0.77	3930.0	1.1	2.49
Monaco225245 ^[14]	-0.99	3920.0	0.65	2.9
Monaco313132 ^[14]	0.01	4530.0	2.0	3.45
Monaco343555 ^[14]	-0.62	4530.0	2.25	1.79
HD 8676 ^[28]	0.02	4860.0	2.95	3.86
HD 10437 ^[28]	0.1	4830.0	2.85	3.76
HD 12203 ^[28]	-0.27	4870.0	2.65	2.01
HD 37719 ^[28]	0.09	4650.0	2.4	2.7
HD 40168 ^[28]	0.1	4800.0	2.5	1.49
HD 51367 ^[28]	0.2	4650.0	2.55	2.58
HD 77361 ^[28]	-0.02	4580.0	2.35	3.96
HD 88476 ^[28]	-0.1	5100.0	3.1	2.12
HD 107484 ^[28]	0.18	4640.0	2.5	2.04
HD 118319 ^[28]	-0.25	4700.0	2.2	1.88
HD 133086 ^[28]	0.02	4940.0	2.98	2.03
HD 145457 ^[28]	-0.08	4850.0	2.75	2.49
HD 150902 ^[28]	0.09	4690.0	2.55	2.64
HD 167304 ^[28]	0.18	4860.0	2.95	2.95
HD 170527 ^[28]	-0.1	4810.0	2.85	3.31
D461 ^[29]	-2.0	3600.0	0.0	3.5
Monaco1016 ^[30]	-0.78	3800.0	0.8	4.29
Monaco1076 ^[30]	-0.74	3750.0	0.7	3.58
labzelter42 ^[31]	-0.85	4096.0	1.2	3.2
labzelter80 ^[31]	-0.83	4099.0	1.5	2.0
labzelter123 ^[31]	-0.96	4278.0	1.7	2.1
Scl 1004838 ^[15]	-1.59	4564.0	1.49	4.08
Scl 1004861 ^[15]	-1.7	4866.0	1.74	2.98
For 55609 ^[15]	-0.73	3863.0	0.55	4.09
For 60521 ^[15]	-0.86	4193.0	0.69	2.89
For 90067 ^[15]	-0.68	3768.0	0.4	2.94
For 100650 ^[15]	-0.95	4422.0	1.18	4.49
LeoI 21617 ^[15]	-1.1	4249.0	0.75	4.38
LeoI 32266 ^[15]	-1.35	4690.0	1.16	2.31
LeoI 60727 ^[15]	-1.42	4182.0	0.72	4.21
LeoI 71032 ^[15]	-1.29	4410.0	0.9	3.09
LeoII C-3-146 ^[15]	-1.24	4981.0	1.57	3.4
LeoII C-7-174 ^[15]	-1.4	4501.0	1.18	4.43
CVnI 195_195 ^[15]	-2.61	4286.0	0.66	4.64

续 表

Star name	[Fe/H] /dex	T_{eff}/K	$\lg(g)/\text{dex}$	$A(\text{Li})/\text{dex}$
CVnI 196_129 ^[15]	-2.82	4507.0	0.85	4.58
HD 90633 ^[32]	0.02	4596.0	2.3	1.85
HD 63798 ^[32]	-0.1	5004.0	2.5	1.75
HD 9746 ^[11]	-0.13	4420.0	2.3	2.7
HD 112127 ^[11]	0.31	4340.0	2.1	2.7
HD 19745 ^[33]	-0.05	4700.0	2.25	3.7
IRAS 13539-4153 ^[33]	-0.13	4300.0	2.25	4.1
IRAS 17596-3952 ^[33]	0.1	4600.0	2.5	2.2
HD 39853 ^[34]	-0.5	3900.0	1.16	2.8

对锂丰度的测量使用的是位于 6708 \AA 附近的 Li I 吸收线, 超精细结构及振子强度如表 2 所示^[35]。在此波长附近还有两条 Li I 吸收双线 6103.54 \AA 和 6103.65 \AA , 但因为较难被激发, 此吸收线很难被探测到^[36]。

表 2 Li I 吸收线超精细结构及振子强度^[35]

同位素	J	J'	F	F'	$\lambda/\text{\AA}$	gf
⁷ Li	1/2	3/2	1	0,1,2	6707.7561	0.373
			2	1,2,3	6707.7682	0.622
	1/2	1/2	1	2	6707.9066	0.031
			1	1	6707.9080	0.156
			2	2	6707.9187	0.156
⁶ Li	1/2	3/2	2	1	6707.9200	0.156
			1/2	1/2,3/2	6707.9196	0.332
	1/2	1/2	3/2	all	6707.9230	0.664
			all	all	6708.0728	0.498

图 1 展示了这些富锂巨星与其有效温度的关系。由图所示, 基于已有的全部观测数据, 富锂巨星的锂丰度和其有效温度并没有明显关系, 这一点和在经典恒星演化模型框架下的观测数据相悖。它们的锂丰度不仅远高于所预测的 $A(\text{Li}) < 0.5$ 的值, 其中的大多数甚至超出了宇宙大爆炸原初锂丰度。为了解释它们的存在, 出现了很多对经典恒星演化理论的修正, 分别专注于巨星的 AGB 阶段^[37]、RGB bump 阶段^[38] 或者整个红巨星支阶段^[39]。对于古老的恒星, 要在赫罗图上区分 RGB、AGB 两个巨星支并不容易, 需要借助其它机制。比如 TIP-RGB 之后恒星内部第三次挖掘导致的 s 过程元素增丰, 或者是不同理论模型对恒星质量、光度的限制来进一步确定其演化阶段。以下将针对不同的观测结果对可能的理论解释进行阐述。

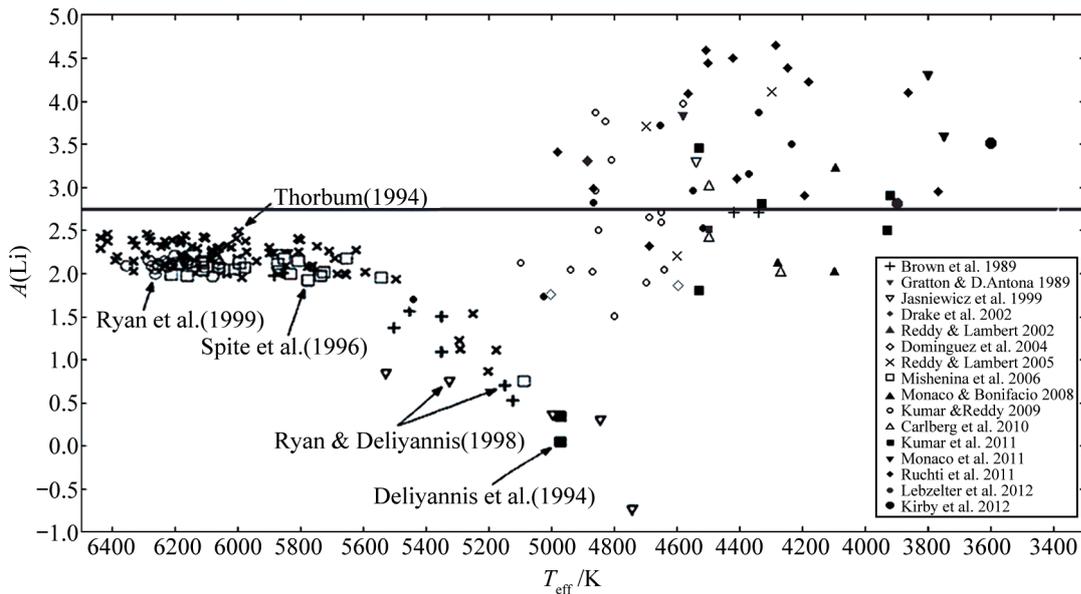


图 1 已知的富锂巨星与含锂正常恒星的锂丰度-有效温度图。x 轴为恒星有效温度，y 轴为锂丰度 $A(\text{Li}) = 12 + \lg[n(\text{Li})/n(\text{H})]$ 。右上角为所有已知的富锂巨星^[11, 12, 14, 15, 24, 26-31, 33, 34, 40, 41]，左下角为银河系中星族 II 恒星统计数据^[5]。图中水平直线是 WMAP 给出的锂原初丰度。

3.1 AGB 星锂丰度观测和相关讨论

1971 年 Cameron 和 Fowler 针对中等质量渐近巨星支 (AGB) 恒星首次提出了基于 ${}^7\text{Be}$ 转运过程的锂产生机制 (${}^7\text{Be}$ -transport mechanism), 也就是 Cameron-Fowler 机制^[42]。在此阶段, 氢燃烧壳层产生了大量的 ${}^3\text{He}$, 此壳层与对流包层进行物质混合, 把 ${}^3\text{He}$ 带到温度足够高的地方, 经过 ${}^3\text{He}(\alpha, \gamma){}^7\text{Be}$ 反应产生 ${}^7\text{Be}$ 。对于 $3 \sim 7 M_{\odot}$ 的 AGB 来说, 产生 ${}^7\text{Be}$ 的过程发生在非常接近对流层底部的地方, 这样 ${}^7\text{Be}$ 可以迅速被对流层运送到恒星表面温度较低的地方, 俘获电子产生 ${}^7\text{Li}({}^7\text{Be}(e^-, \nu){}^7\text{Li})$ 。这也是此机制被称为 HBB(Hot Bottom Burning) 的原因。Sackmann 和 Boothroyd 在 1992 年对此过程有了更详尽的描述^[13]。Ventura 和 D'Anona 在 2009 年的工作中进一步指出, 对于质量大于 $5 M_{\odot}$ 的 AGB 星来说, HBB 是改变恒星大气表面化学丰度的最主要的原因, 并且在贫金属的恒星中, HBB 更容易发生^[43]。

HBB 机制在对小麦哲伦云的 AGB 星观测中得到了很好的证实^[44]。Smith 和 Lambert 于 1989 年在小麦哲伦云中发现了 5 颗有着显著 Li I 吸收线的 S 型星, 锂丰度 $A(\text{Li})$ 为 2.2 \sim 3.8。这些 TIP-AGB 星如 HBB 理论预测的那样, 中等质量 ($3 \sim 7 M_{\odot}$), 有 s 过程元素增丰。Smith 和 Lambert 认为, 正是这样的经由 HBB 机制的 S 型星, 成为了星系在演化过程中锂元素的主要来源。

但是 HBB 机制只适用于中等质量的 AGB 星, 它并不能解释为什么存在小质量的富锂 AGB 和 RGB 星^[12, 23, 40]。位于天龙矮星系 (Draco) 的 D461 是第一颗在银河系矮星系中发现的富锂巨星^[29], 同时也是一颗 AGB 碳星。HBB 机制并不能很好地解释它的存在。在这

些小质量的巨星里, 对流包层没有与 ^3He 壳层接触混合, ^7Be 不能被运送到恒星表面, 如果 HBB 机制仍旧有效, 就需要额外的混合机制 (extra mixing) 来进一步解释。

3.2 RGB 星锂丰度观测和相关讨论

对于小于 2.5 个太阳质量的红巨星, 对流层底部的温度不足以合成 ^7Be , 为了使氢燃烧壳层和对流层发生物质混合交换, 一种被叫作 CBP (Cool bottom Processing)^[39, 45] 的新的额外的对流运送机制被提出, 把氢燃烧壳层和对流层联系起来。在 CBP 的模型中, 锂的丰度依赖于恒星内部物质向上运输和向下对流的速度比, 预测红巨星中的锂丰度最高可以达到 $A(\text{Li})=4$ 的水平。此过程几乎要消耗掉恒星中所有的 ^3He , 不适用于 AGB 星, 所以 CBP 只针对红巨星有效。但是如以下所述, 在解释具体观测证据时, CBP 机制也遇到了各种问题。

目前所知的含锂巨星大多是银河系中的场星, 这些场星既有来自于银晕^[23], 也有的来自银盘^[14] 和 bulge^[31]。除此之外, 银河系中球状星团也是搜寻富锂巨星的理想场所, 因为它不仅有足够的空间密度来进行有效的多目标光谱观测, 并且其成员星都基本处于同一距离、同一年龄, 更加容易确定其恒星的演化阶段。Kraft 等人于 1999 年在球状星团 M3 (NGC5272) 中发现了一颗锂丰度高达 $A(\text{Li})=3.0$ 的红巨星 IV-101^[40], 这也是在球状星团中发现的第一颗富锂巨星。

2011 年 Ruchti 等人利用 RAVE 巡天数据再次证认了这颗 IV-101 的锂超丰^[12], 并且在 700 余颗贫金属星 ($[\text{Fe}/\text{H}] < -0.5$) 中新发现了富锂的 8 颗场星和 1 颗位于 M68 中的球状星团星, 这些富锂巨星除了拥有不同寻常的高锂丰度以外, 其它的恒星参数——诸如表面重力、金属丰度、绝对星等以及演化阶段, 与其它锂丰度正常的巨星相比并无明显不同。Ruchti 等人认为, 如果在 RGB-bump 和 RGB-tip 阶段都同样是因为 CBP 机制而出现锂增丰, RGB-bump 阶段因为有更多的 ^3He , 锂丰度应该比 RGB-tip 的恒星更高; 此点与观测事实不符, 所以推测红巨星锂增丰的现象不是由单一机制引起的。

除了 3.1 节提到的天龙星座中的 D461 以外, Monaco 和 Bonifacio 于 2008 年在人马矮星系中也发现了两颗锂丰度高达 4.29 和 3.58 的靠近赫罗图上 RGB-tip 的富锂巨星^[30]。

4 银河系矮星系中 14 颗富锂红巨星的最新发现

和球状星团一样, 矮星系由于其自身各成员星之间距离、年龄的相似性, 也是搜寻富锂巨星的理想场所。我们利用 Kirby 等人于 2010 年收集的 Keck II DEIMOS 中分辨率光谱数据 ($R=6500$)^[46], 在银河系的 8 个矮星系中挑选出覆盖 Li I 6708 Å 吸收线且信噪比大于 10 的 2054 个源, 进行了迄今为止最大的一次富锂巨星巡天, 这同时也是第一次针对银河系矮星系的富锂巨星普查^[15]。新近发现的 14 颗富锂红巨星不仅把以往银河系矮星系中的富锂巨星样本量从 3 个大大扩充, 而且为研究不同环境对恒星锂丰度的影响提供了有力的证据。除了新发现的 14 颗富锂巨星外, 我们还在观测数据中再次证认了天龙矮星系中的富锂碳星 D461^[29]。由于观测选源时并不以锂的探索为目的, 可认为所有光谱数据是在矮星系中随机选择的, 15 个富锂巨星在 2054 个源中所占的比例与之前其他银河系内的工作预测

相同^[11-14]。

这 14 颗新发现富锂巨星分别来自玉夫座矮星系 (Sculptor)、天炉座矮星系 (Fornax)、狮子座 I 矮星系 (Leo I)、狮子座 II 矮星系 (Leo II) 和猎犬座 I 矮星系 (Canes Venatici I)。表 3 给出了它们的恒星参数及锂丰度。其中 CVnI 196.129 是已知的最贫金属的富锂巨星。这些矮星系非常年老,以至于不会再有质量达 $3\sim 7 M_{\odot}$ 、可经由 HBB 机制生产锂的 AGB 星存在了。由图 2 也可看出,富锂巨星在 CMD 上的位置比中等质量 AGB 星要红,我们判断这些小质量巨星为 RGB 星。

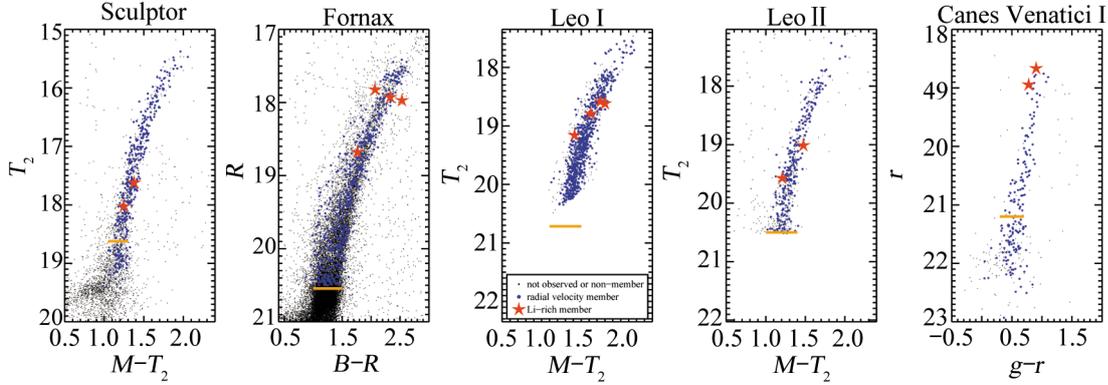


图 2 5 个发现了富锂巨星的矮星系的颜色星等图^[15]。图中蓝点表示矮星系成员星,红色五角星表示富锂巨星,橙色横线代表了每个矮星系 RGB bump 的星等位置^[47]。这些富锂巨星的颜色和星等都表明它们是演化阶段超过 RGB bump 的小质量巨星。

表 3 列出了此工作中新发现的 14 颗富锂巨星恒星参数及锂丰度,采用高斯曲线拟合出的 Li I 吸收线等值宽度从 $175\sim 694\text{ m}\text{\AA}$ 不等,显示出在这些恒星中确实具有显而易见的强 Li I 吸收线。锂丰度的计算是基于 LTE 的 ATLAS9 大气模型^[48, 49],使用 MOOG 程序采用光谱综合的方法得到的;在计算富锂巨星的锂丰度的时候,考虑了两部分的误差: σ_{noise} 和 σ_{Teff} 。 σ_{noise} 是由光谱随机噪声产生的 $A(\text{Li})$ 误差, σ_{Teff} 是由有效温度的不确定度带来的锂丰度误差。对于样本中的冷巨星来说,有效温度的不确定度约为 100 K,于是在最佳拟合有效温度的基础上,上下浮动各 100 K 计算锂丰度的上限和下限,经过 NLTE 修正之后,以此上下限之差的平均值作为 σ_{Teff} 。两部分误差 σ_{noise} 和 σ_{Teff} 均已在表 3 中列出。在计算过程中未考虑 ${}^6\text{Li}$ 的影响,因为贫金属星一般都不含有 ${}^6\text{Li}$ ^[50]。值得注意的是,这其中 9 颗恒星的锂丰度都已经远远超过了宇宙大爆炸原初锂丰度 $A(\text{Li})=2.72$ ^[2]。这意味着这些恒星在大爆炸之后一定还经历了生产大量锂的过程。

由于锂的电离势很低,即使在冷星大气中,也易处于电离状态,因此需考虑非局部热动平衡 NLTE 对锂丰度的影响。表 3 列出了基于 Lind 等人非局部热动平衡修正^[51]给出的 NLTE 锂丰度结果。可以看出,对于大多数红巨星来说,修正后的 NLTE 锂丰度值在 $A(\text{Li})_{\text{LTE}}$ 的一个 σ 范围内,对于丰度的影响并不大。

表 3 银河系矮星系中 14 颗富锂红巨星的恒星参数及锂丰度

Star Name	T_{eff}/K	$\lg(g)/\text{cm}\cdot\text{s}^{-2}$	$[\text{Fe}/\text{H}]$	$\text{EW}(\text{Li I } \lambda 6708) / \text{m}\text{\AA}$	$A(\text{Li})_{\text{LTE}}$	$A(\text{Li})_{\text{NLTE}}$	σ_{noise}	σ_{Teff}
ScI 1004838	4564	1.49	-1.59 ± 0.11	363 ± 19	3.32	2.97	0.12	0.24
ScI 1004861	4866	1.74	-1.70 ± 0.12	193 ± 28	2.46	2.37	0.15	0.15
For 55609	3863	0.55	-0.73 ± 0.11	694 ± 24	3.69	3.68	0.10	0.14
For 60521	4193	0.69	-0.86 ± 0.11	382 ± 34	2.11	2.25	0.13	0.20
For 90067	3768	0.40	-0.68 ± 0.11	503 ± 23	2.02	1.76	0.30	0.11
For 100650	4422	1.18	-0.95 ± 0.11	492 ± 27	3.74	3.57	0.14	0.22
LeoI 21617	4249	0.75	-1.10 ± 0.11	546 ± 52	3.53	3.43	0.37	0.19
LeoI 32266	4690	1.16	-1.35 ± 0.12	175 ± 31	2.07	2.15	0.13	0.17
LeoI 60727	4182	0.72	-1.42 ± 0.12	514 ± 49	3.49	3.40	0.39	0.19
LeoI 71032	4410	0.90	-1.29 ± 0.11	322 ± 28	2.50	2.48	0.15	0.23
LeoII C-3-146	4501	1.18	-1.40 ± 0.11	449 ± 31	3.52	3.26	0.16	0.33
LeoII C-7-174	4981	1.57	-1.24 ± 0.12	225 ± 42	2.92	2.72	0.15	0.16
CVnI 195_195	4286	0.66	-2.61 ± 0.12	527 ± 18	3.98	3.85	0.20	0.28
CVnI 196_129	4507	0.85	-2.82 ± 0.13	380 ± 35	3.64	3.15	0.23	0.27

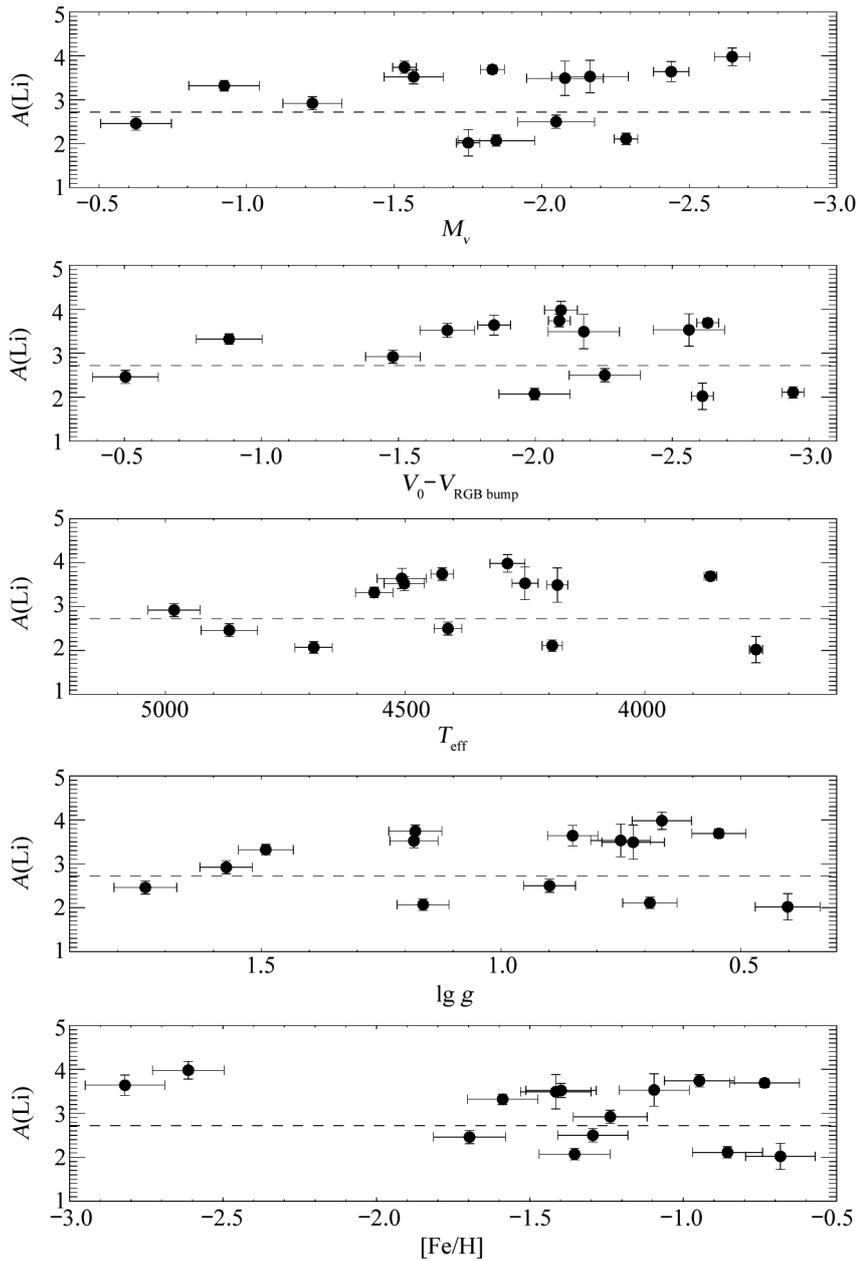


图 3 14 颗富锂巨星与其恒星参数之间的关系图。图中纵坐标为锂丰度，横坐标由上至下分别为： M_v 绝对星等， $V_0 - V_{\text{RGB bump}}$ 用来表征恒星演化阶段的 V 星等与 RGB bump 星等之差， T_{eff} 为有效温度， $\lg g$ 为表面重力， $[\text{Fe}/\text{H}]$ 为金属丰度

图 3 展示了所观测到的富锂巨星的锂丰度与各恒星参数之间的关系，由此图可以看出，超高的锂丰度与恒星的绝对星等、演化阶段、有效温度、表面重力、金属丰度都没有明显关系。这一点与 Ruchti 等人对于银河系场星的研究^[12]给出的结果一致。无论是在银河系中还

是矮星系里, 这些富锂巨星除了具有超高的锂丰度之外, 其它可测量的恒星参数与锂丰度正常的恒星并无明显不同, 这使得现有的内部锂产生机制均不能很好地解释它们的存在, 那么是否因为外部环境的作用? 以下为 3 种可能的解释及其存在的问题。

(1) 吞噬行星或者褐矮星: 红巨星大气扩张的过程中, 如果吞噬了行星或者褐矮星, 便可获得其业已存在的大量的锂。Drake 等人在它们的观测样本中发现, 高自转速度 ($v \sin i \geq 8 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$) 与高锂丰度正相关, 并伴随着不规则的 $\text{H}\alpha$ 吸收线和强烈的红外超^[24]。高自转速度意味着角动量的增加, 支持了吞噬的假说。但是此假说并不能解释为什么低自转速度的巨星 ($v \sin i \approx 1 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$) 也会存在锂超丰的现象^[52]; 并且在我们的样本中, 所有新发现的富锂巨星均为贫金属星, 这与吞噬必然导致的金属丰度增加相悖。吞噬行星模型同时预测恒星的光度会因为吞噬而增加, 但 Kumar 等人基于他们在依巴谷星表 (Hipparcos catalog) 中发现的 15 颗太阳丰度巨星的数据^[28] 指出, 由于所观测到富锂巨星的光度有限, 所以锂增丰不应是吞噬了行星造成的。

(2) 有一个 AGB 伴星: 如第三章中讨论, 中等质量 AGB 星可由 HBB 机制产生锂, 如果它们处于双星系统中, 便可通过双星质量交换机制把锂传递给伴星。我们并不能排除新发现的富锂巨星处于双星系统中的可能性, 但是它们所处的矮星系太过年老, 质量达 $3 \sim 7 M_{\odot}$ 的 AGB 星早已演化, 不再存在。即使之前存在过这样的双星系统, 质量交换到红巨星上的锂也会由于对流作用而被燃烧掉。

(3) 受星际介质污染: 星际介质 (ISM) 中的锂丰度远高于红巨星中应有的锂丰度。如果星际介质与红巨星大气混合, 则也会表现出锂超丰。鉴于锂的同位素 ${}^6\text{Li}$ 不可能经由恒星内部产生^[3, 4], 测量锂吸收线中 ${}^6\text{Li}$ (见表 2) 的贡献成为检验是否受 ISM 污染的有效方法。可是分辨光谱中 ${}^6\text{Li}$ 和 ${}^7\text{Li}$ 的比值, 需要分辨率 $R \approx 100\,000$, 信噪比 $S/N \approx 500$, 这对于矮星系中的目标来说, 无疑在短期内存在观测上的难度。

内部机制和外部作用也可能同时为红巨星锂超丰的原因。Melo 等人认为吞噬不可能作为巨星中的锂唯一的来源^[53]; Denissenkov 和 Weiss 也提出, 吞噬行星有可能会启动巨星中额外对流机制 (extra mixing), 进而产生锂^[54]。

不管是因为内部还是外部的作用, 新近观测到的 14 颗在银河系矮星系中的富锂红巨星在其它恒星参数上和含锂正常的其它巨星并无不同, 因此我们认为, 巨星中的锂增丰是在恒星演化过程中一个短期而普适的过程, 其出现的确切比例和内中原因, 还有待进一步的观测统计和理论研究来说明。

5 结论与展望

恒星锂丰度平台 Spite Plateau 的发现至今已过 30 年, 关于巨星锂丰度的理论预测和观测证据的矛盾使得富锂巨星难题依然是争论的热点。其不仅关系到恒星演化模型的完善, 也影响到约束宇宙大爆炸初期模型的参数, 是了解我们所处宇宙历史的重要探针。

本文评述了迄今为止发现的富锂巨星及可能的理论解释, 并着重讨论了我们在银河系矮

星系中新近发现的 14 颗富锂红巨星。但是针对此难题的观测样本量仍然远远不够，我们需要更大范围的针对不同环境的富锂巨星巡天高分辨率光谱数据，来进一步得到更加精确的统计结果，进而回答以下问题：

(1) 已观测到的部分富锂巨星的红外超现象是否普适？其在物理机制上是如何影响恒星锂丰度的？

(2) 富锂巨星约为 1% 的比率是由什么决定的？

(3) 是否有我们未知的恒星参数影响了巨星的锂丰度？

(4) 不同环境（疏散星团、银河系晕、银河系核球、球状星团、矮星系等）中的巨星锂丰度是否会有不同？

我们的下一步工作将基于第四章中的 8 个矮星系样本，对各矮星系中的锂分布给出进一步更加细致的结果。这将是针对银河系矮星系的第一次锂分布研究，并将与银河系中球状星团的研究结果对比，探究不同环境对于锂丰度的影响。

致谢

感谢刘超副研究员和高爽博士的帮助和有益讨论。感谢夏威夷莫纳克亚山土著人地区的文化作用，并有幸有机会在这座山上进行观测。

参考文献：

- [1] Steigman G. *Annual Review of Nuclear and Particle Science*, 2007, 57: 463
- [2] Coc A, Goriely S, Xu Y, et al. *ApJ*, 2012, 744: 158
- [3] Ghezzi L, Cunha K, Smith V V, et al. *ApJ*, 2009, 698: 451
- [4] Fields B F, Olive K A. *New Astronomy*, 1999, 4: 255F
- [5] Gray D F. *The Observation and analysis of stellar photospheres*. New York: Cambridge Univerv. Press. 2005: 409
- [6] Spite M, Spite F. *Nature*, 1982a, 297: 483
- [7] Gratton R G, Sneden C, Carretta E, Bragaglia A. *A&A*, 2000, 354: 169
- [8] Lind K, Primas F, Charbonnel C, Grundahl F, Asplund M. *A&A*, 2009b, 503: 545
- [9] Mucciarelli A, Salaris M, Lovisi L, et al. *MNRAS*, 2011, 412: 81
- [10] Palmerini S, Cristallo S, Busso M, et al. *ApJ*, 2011, 741: 26
- [11] Brown J A, Sneden C, Lambert D L, Dutchover E Jr. *ApJS*, 1989, 71: 293
- [12] Ruchti G R, Fulbright J P, Wyse R F G, et al. *ApJ*, 2011, 743: 107
- [13] Sackmann I J, Boothroyd A I. *ApJL*, 1992, 392: L71
- [14] Monaco L, Villanova S, Moni B C, et al. *A&A*, 2011, 529: A90
- [15] Kirby E N, Fu X, Deng L, Guhathakurta P. *ApJL*, 2012, 752: L16
- [16] Spite M, Spite F. *A&A*, 1982b, 115: 357
- [17] Ryan S G, Norris J E, Beers T C. *ApJ*, 1999, 523: 654
- [18] Spite M, Francois P, Nissen P E, Spite F. *A&A*, 1996, 307: 172
- [19] Thorburn J A. *ApJ*, 1994, 421: 318
- [20] Piau L, Beers T C, Balará D S, et al. *ApJ*, 2006, 653: 300
- [21] Charbonnel C, Talon S. *Science*, 2005, 309: 2189C
- [22] Sbordone L, Bonifacio P, Caffau E, et al. *A&A*, 2010, 522: A26

-
- [23] Wallerstein G, Sneden C. *ApJ*, 1982, 255: 577
- [24] Drake N A, de la Reza R, de Silva L, et al. *AJ*, 2002, 123: 2703
- [25] Reddy B E, Lambert D L. *AJ*, 2002, 123: 1993
- [26] Jasniewicz G, Parthasarathy M, de Laverny P, Thevenin F. *A&A*, 1999, 342: 831
- [27] Carlberg J k, Smith V V., Cunha K, et al. *ApJL*, 2010, 723: L103
- [28] Kumar Y B, Reddy B E, Lambert D L. *ApJL*, 2011, 730: 12
- [29] Domínguez I, Abia C, Straniero O, Cristallo S, Pavlenko Y V. *A&A*, 2004, 422: 1045
- [30] Monaco L, Bonifacio P. *SAIt*, 2008, 79: 524
- [31] Lebzelter T, Uttenthaler S, Busso M, et al. *A&A*, 2012, 538: A36
- [32] Mishenina T V, Bienaymo O, Gorbaneva T I, et al. *A&A*, 2006, 456: 1109M
- [33] Reddy B E, Lambert D L. *AJ*, 2005, 129: 2831
- [34] Gratton R G, D'Antona F. *A&A*, 1989, 215: 66
- [35] Hobbs L M, Thorburn J A, Rebull L M. *ApJ*, 1999, 523: 797
- [36] Ford A, Jeffries R D, Smalley B, et al. *A&A*, 2002, 393: 617
- [37] Nollett K M, Busso M, Wasserburg G J. *ApJ*, 2003, 582: 1036
- [38] Charbonnel C, Balachandran S C. *A&A*, 2000, 359: 563
- [39] Sackmann I J, Boothroyd A I. *ApJ*, 1999, 510: 217
- [40] Kraft R P, Peterson R C, Guhathakurta P, et al. *ApJL*, 1999, 518: L53
- [41] Kumar Y B, Reddy B E. *ApJ*, 2009, 703: L46
- [42] Cameron A G W, Fowler W A. *ApJ*, 1971, 164: 111
- [43] Ventura P, D'Antona F. *A&A*, 2009, 835: 546
- [44] Smith V V, Lambert D L. *ApJ*, 1989, 345: L75
- [45] Boothroyd A I, Sackmann I J, Wasserburg G J. *ApJ*, 1995, 442: L21
- [46] Kirby E N, Guhathakurta P, Simon J D, et al. *ApJS*, 2010, 191: 352
- [47] Ferraro F R, Messineo M, Fusi Pecci F, et al. *AJ*, 1999, 118: 1738
- [48] Kurucz R. *ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid*. Kurucz CD-ROM No. 13. Cambridge: Smithsonian Astrophysical Observatory, 1993: 13
- [49] Kirby E N. *PASP*, 2011, 123: 531
- [50] Asplund M, Lambert D L, Nissen P E, et al. *ApJ*, 2006, 644: 229
- [51] Lind K, Asplund M, Barklem P S. *A&A*, 2009a, 503: 541
- [52] de la Reza R, da Silva L. *ApJ*, 1995, 439: 917
- [53] Melo C H F, de Laverny P, Santos N C, et al. *A&A*, 2005, 439: 227
- [54] Denissenkov P A, Weiss A. *A&A*, 2000, 358: L49

Observation of Lithium-rich Giants

FU Xiao-ting^{1,2,3}, DENG Li-cai^{1,2}, KIRBY Evan N^{4,5}, GUHATHAKURTA Puragra⁶

(1. Key Laboratory of Optical Astronomy, National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, China; 2. National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, China; 3. Graduate University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China; 4. California Institute of Technology, 1200 E. California Blvd., MC 249-17, Pasadena, CA 91125, USA; 5. Hubble Fellow; 6. University of California Observatories/Lick Observatory, University of California, 1156 High St., Santa Cruz, CA 95064, USA)

Abstract: Lithium is efficiently destroyed via the ${}^7\text{Li}(p, \alpha){}^4\text{He}$ reaction when the temperature reaches $T > 2.5 \times 10^6$ K. The standard model of stellar evolution predicts that the Li abundances of evolved red giants, whose convective envelopes reach such high temperatures, should be below $A(\text{Li})=0.5$. However, some giants with various spectral types and at various evolutionary stages have been found to have higher Li abundances. Some of them have Li abundances even higher than the primordial abundance from the Big Bang. Such discoveries challenge the standard theory of stellar evolution. We review Li abundance observations from the main sequence to the red giant branch. The latest survey for Li-rich giants in the dwarf galaxies of the Milky Way is discussed in detail, including the most metal-poor Li-rich giants known to date. Because lots of the stars have a Li abundance larger than the universe's primordial value, lithium in these stars must have been created rather than survived from destruction. This article provides an overview on the current status of the observations of Li-rich giants and the possible scenarios proposed so far to explain their lithium enhancement.

Key words: stars; giant; abundances; lithium