

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2020.04.02

基于 LAMOST 红巨星和红团簇星数据 的双星比例性质研究

黄 元¹, 苑海波¹, 黄 样²

(1. 北京师范大学 天文系, 北京 100875; 2. 云南大学 中国西南天文研究所, 昆明 650500)

摘要: 基于郭守敬望远镜反银心方向巡天第二版增值星表中的 56 731 颗红巨星和 16 582 颗红团簇星样本, 利用重复观测源最大视向速度差 ΔRV_{\max} 的分布, 测量了该样本的双星比例及其随演化阶段、金属丰度的变化。 ΔRV_{\max} 的最大值与红巨星对应的表面重力加速度存在很强的正相关; 演化阶段越晚, 双星比例越低; 金属丰度越高, 双星比例越低; 红巨星前身星的双星比例为 $(38\pm 2)\%$, 红团簇星前身星的双星比例为 $(35\pm 3)\%$ 。该结果证实了前人基于阿帕奇天文台银河系演化实验 DR13 巨星样本的结果。此外, 我们还发现了 46 个可能包含大质量致密星的双星候选体, 值得进一步的研究。

关键词: 双星; 巨星; 双星演化; LAMOST; 视向速度

中图分类号: P153

文献标识码: A

1 引 言

双星及多星(下文统称为双星)系统在宇宙中广泛存在。根据恒星之间的距离以及洛希瓣半径, 双星可以分为分离双星、相接双星和密近双星。分离双星两颗成员星的洛希瓣相互分开, 对彼此都没有显著的影响, 演化本质上相互独立。相接双星是双星的一颗已经充满了洛希瓣, 而另一颗还没有达到的系统, 气体会从充满洛希瓣的恒星溢出(洛希瓣溢流, Roche Lobe Overflow, RLOF), 然后转移到伴星; 这时质量转移会影响这个系统的演化, 并且流入的气体会在被转移的恒星周围形成吸积盘。密近双星的两颗恒星都充满了各自的洛希瓣, 且洛希瓣发生重叠, 最外层的恒星大气层组成了公共包层, 最终两颗星可能会发生合并^[1]。

收稿日期: 2020-03-18; 修回日期: 2020-06-28

资助项目: 国家自然科学基金(11603002); 北师大自主科研基金(310232102); 科技部国家重点研发计划(2019Y-FA405503)

通讯作者: 苑海波, yuanhb@bnu.edu.cn

研究双星系统的性质具有重要的意义。双星系统对恒星的演化有重要影响, 会形成诸多具有特殊研究价值的天体。其中包括被称为“宇宙标准烛光”、可测量宇宙膨胀历史的 Ia 型超新星^[2, 3], 产生可以探测引力波信号的致密双星系统^[4], 发出高能 X 射线、用于研究高能物理现象的 X 射线双星^[5], 以及蓝离散星^[6]等。除了演化为别具价值的特殊天体外, 双星系统对星族合成模型^[7, 8]也有重要影响。同时, 双星系统也会影响恒星的测光距离估计^[9], 从而对银河系的结构分析产生影响。

长久以来, 人们提出多种直接认证双星系统的方法, 例如: 目视双星、食双星、分光双星等, 但是这些方法都有其各自的局限性和偏差, 如目视双星一般都是发现分离角度较大、周期长、且光度相当的星, 否则较亮星会遮蔽较暗的星使其难以分辨; 而分光双星适用于寻找质量相当的短周期双星; 食双星要求两颗星的轨道平面与观测方向一致; 天测双星对于质量比大、轨道周期长的星测量起来非常困难。想要准确无误地识别双星系统, 然后对双星系统的性质开展统计无偏的研究, 并不是一件容易的事情。

基于太阳附近直接观测的小样本双星的数据, 人们发现质量越大的主序恒星的双星比例越高, 类太阳主序星的双星比例在 40%~60% 之间^[10, 11], 质量小于 $0.5 M_{\odot}$ 的双星的比例约为 26%^[12], 而质量大于 $5 M_{\odot}$ 的双星的比例达到了 70%^[13]。2017 年, Moe 和 Stefano 详细描述了不同质量的双星的比例变化情况^[14]。

近年来, 随着多个大型天文巡天的开展, 如斯隆数字巡天计划 (Sloan Digital Sky Survey, SDSS)^[15]、LAMOST^[16]、盖亚 (Gaia) 巡天^[17]等, 人们获得了海量恒星的高质量测光、分光以及天测的数据。针对大样本的数据, 人们提出大样本统计方法来对双星的性质进行研究。使用统计方法, 不需要区分每一颗星是单星还是双星, 只需要对样本的整体统计性质进行测量, 所以, 基于统计学的方法能够极大地提高样本的容量, 并研究双星性质随不同样本 (如丰度、空间位置、年龄等) 的变化。

Gao 等人基于多次测量恒星视向速度 (以后简称速度) 差的变化^[18], 利用 SDSS 数据测得 FGK 类主序星的双星比例为 43% 左右, 利用 LAMOST 的类似样本测得的为 30% 左右, 并且双星比例随着有效温度的上升而增大, 随金属丰度的升高而降低^[19]。Yuan 等人基于恒星颜色相对于单星颜色的偏离^[20], 测得 FGK 类主序星的双星比例为 41% 左右, 双星比例随着金属丰度的减小而增大, 在 $[-0.5, 0.0]$ dex 为 37% 左右, 而 $[-2.0, -1.5]$ dex 达到了 53%, 且银晕的双星比例明显高于薄盘和厚盘。Liu 基于恒星的绝对星等相对于单星模型的偏离^[21], 并使用 LAMOST 数据, 分析了 $(0.4\sim 1) M_{\odot}$ 的 GK 主序星在不同的质量比情况下, 双星比例和质量比分布随着质量及金属丰度变化的趋势。他发现主星质量较小时, 质量比偏大, 双星比例与金属丰度成反比, 与质量关系较小; 主星质量较大时, 质量比偏小, 双星比例与质量成正比, 与金属丰度的关系较小。以上这些工作都是针对主序恒星, 对处于巨星阶段的恒星, 例如对红巨星 RGB 和红团簇星 RC 的双星比例性质研究还非常少见。

红巨星位于赫罗图上主序星带的右上方。在主序星演化晚期, 中心核反应产生的辐射压逐渐不足以抵抗引力, 有着 He 核和 H 外壳的恒星在引力作用下坍缩, 这时恒星外层膨胀, 表面温度降低, 亮度升高, 成为红巨星。而红团簇星是小质量的恒星经历了红巨星阶段和 He 闪阶段之后的 He 核燃烧阶段, 且当 He 燃烧时 He 核具有相似的质量和光度, 在赫罗图

上形成了很紧密的分布。除此之外, 红团簇星由于 I 波段和近红外 K 波段的绝对星等相对稳定不易变化, 适合被作为“标准烛光”^[22]。几乎所有质量合适的主序双星系统都将经历巨星演化阶段, 取决于轨道周期等性质, 此时双星系统将发生不同程度的相互作用进而改变其性质。因此, 研究这两类天体的双星比例对于研究恒星的演化也有非常重要的作用。

Badenes 等人^[23] 2018 年使用了阿帕奇点天文台银河系演化实验 (The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment, APOGEE) DR13 的巨星数据, 根据多次测量的速度差最大值 ΔRV_{\max} , 对巨星的前身主序星的双星比例及随金属丰度的变化进行了研究。他们发现不同 $\lg g$ 区间的 ΔRV_{\max} 的最大值的分布与对应的 $\lg g$ 区间有很强的相关性, 并利用 $\Delta RV_{\max} > 10$ km/s 的样本占总样本比例的方法求得巨星前身主序星的双星比例大约为 35%, 且金属丰度越低的样本有更高的双星比例。Badenes 等人^[23] 工作中的 RGB 样本数量为 56 533 个, RC 样本为 15 667 个, $\Delta RV_{\max} > 10$ km/s 的样本总共为 1 037 个, 其结果有较大的不确定性, 需要进一步的研究。

Belokurov 等人^[24] 近期使用 Gaia DR2 的数据, 通过对恒星位置变化的多次测量来区分单星与双星 (单星的光心与质心重合, 双星的光心与质心通常不同), 研究了双星比在赫罗图上的相对变化。他们发现主序阶段双星比例随恒星质量的减小而逐渐降低, 与前人的结果一致。对巨星来讲, 红巨星的双星比在 20%~30% 左右, 巨星越亮, 双星比例越低; 红团簇星的双星比最低, 约为 15%; 蓝水平分支星呈现了非常高的双星比例, 约为 70%。

在本文中, 我们发挥 LAMOST 数据的大样本优势, 针对红巨星和红团簇星开展双星比例的系统研究。本文结构如下: 第 2 章介绍研究所使用的数据; 第 3 章介绍研究方法和模型; 第 4 章通过计算得出结果; 最后给出总结。

2 数据

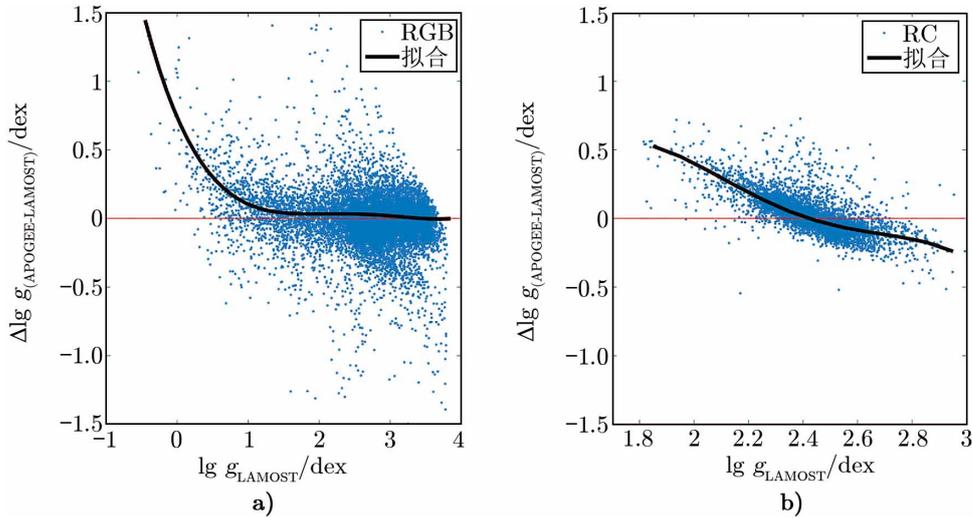
郭守敬望远镜 (Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopy Telescope, LAMOST), 是中国自主设计和建造的大天区面积多目标光纤光谱天文望远镜, 是一架新类型的大视场兼备大口径望远镜^[16]。其由反射施密特改正板 MA, 球面主镜 MB 以及焦面三部分构成, 有效通光口径为 4 m, 视场广达 5°。其采用了并行可控的光纤定位技术, 在直径为 1.75 m 的焦面上放置了 4 000 根光纤, 将遥远天体的微弱星光分别传输到多台光谱仪中, 因此能同时获得 4 000 个天体的光谱, 是世界上光谱获取率最高的望远镜^[25]。

我们使用的数据为郭守敬望远镜 DR4 网站上提供的反银心方向巡天第二版增值星表^[26]。该星表提供 4 378 824 颗恒星的 178 项恒星参数, 包括有效温度、金属丰度、速度、视星等、消光值以及各项误差等。Wu 等人^[27] 使用核主成分分析的方法, 在该星表中挑出 418 304 颗红巨星, 并测得了其质量和年龄。Huang 等人使用类似的方法, 从该星表中挑选出了 151 251 颗红团簇星, 同样对质量和年龄进行了测量^[28]。

将 RGB 和 RC 星表与 LAMOST 反银心方向巡天第二版增值星表结合, 去掉恒星参数有缺失的、只有一次测量的目标源之后, 我们获得 124 964 个 RGB 源的 385 984 次速度测

量, 以及 48 323 个 RC 源的 129 258 次速度测量。为避免低温恒星脉动带来的影响, 我们要求有效温度 $T_{\text{eff}} > 4\,000$ K。由于金属丰度 $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.5$ dex 的样本只占总样本的 0.6%, 因此工作中我们只考虑 $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.5$ dex 的样本。我们对同一目标源的速度进行了两两做差, 在两次测量的信噪比均大于 20, 时间间隔大于 1 d 的情况下, 我们选择了速度差绝对值最大的一组 $\Delta RV_{\text{max}} = \max(RV_n) - \min(RV_n)$ 。最终, 我们得到了 62 295 个 RGB 的 ΔRV_{max} 和 19 270 个 RC 的 ΔRV_{max} 。

由于 $\lg g$ 对于本工作非常重要, 且为了便于与 Badenes 等人^[23]基于 APOGEE DR13 数据的结果进行对比, 我们将 Wu 等人的 RGB 星表与 APOGEE DR14 提供的 allstar 星表^[29]进行了交叉。我们得到 128 380 个共同源, 对 $\lg g$ 进行了比较, 结果如图 1a) 所示。我们发现 LAMOST 的 $\lg g$ 值在 APOGEE DR14 的 $\lg g$ 较小时普遍偏低, 黑线是我们对差值的中值使用四阶多项式函数拟合的结果。我们根据拟合公式对 LAMOST 的 RGB 的 $\lg g$ 值进行了修正, 对 RC 的数据进行了同样的处理, 并根据图 1b) 黑线所示的拟合曲线对 RC 的 $\lg g$ 进行了修正。

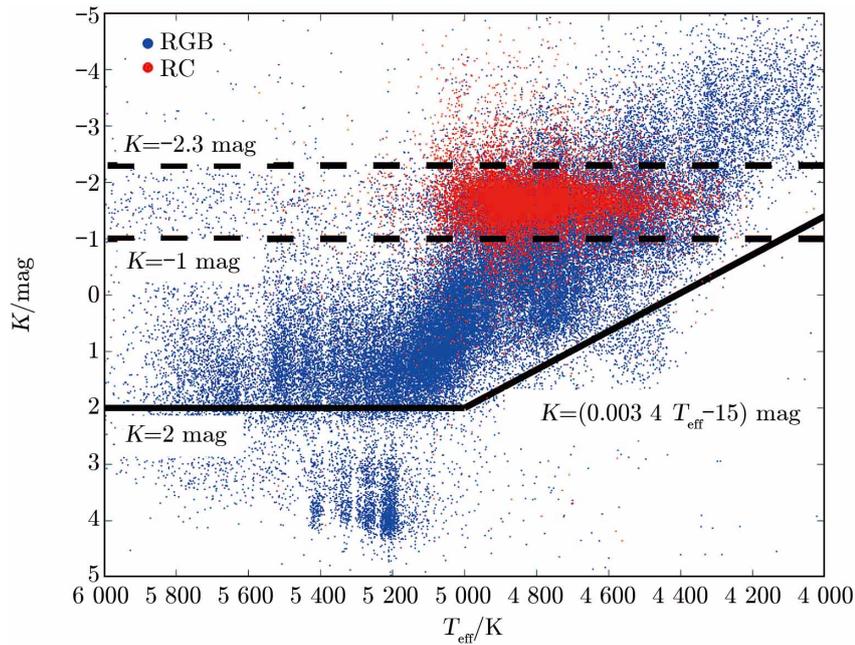


注: 纵轴为两者之差, 黑线代表对不同 $\lg g$ 处差值中值的拟合结果, a) 表示 RGB 样本, b) 表示 RC 样本。

图 1 APOGEE DR14 的 $\lg g$ 与 LAMOST 增值星表 $\lg g$ 的比较

为了检验 RGB 与 RC 样本的纯净度, 利用 Gaia DR2 距离^[30]与增值星表提供的 $2\ \mu\text{m}$ 全天巡天 (Two Micron All-Sky Survey, 2MASS) K 波段视星等^[31]以及使用恒星配对方法计算得到的消光值^[26], 我们计算了 62 295 颗 RGB 和 19 270 颗 RC 的 K 波段绝对星等, 采用的 K 波段消光系数为 0.306^[32]。我们给出 RGB 与 RC 的温度-K 波段绝对星等图, 如图 2 所示。我们剔除了图中黑色实线以下的 5 564 个 RGB 源 (主要受到主序星的污染) 和两条虚线外侧的 2 688 个 RC 源 (主要受到 RGB 的污染)^[33]。

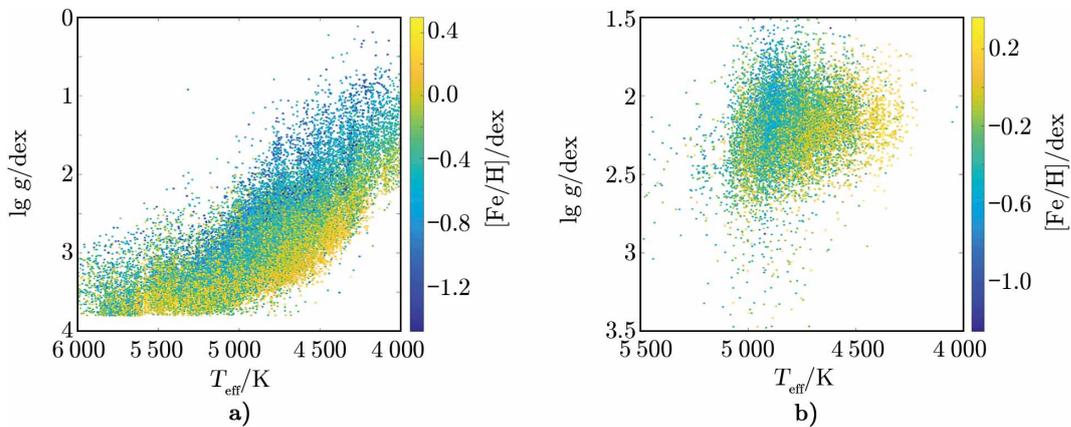
图 3 是经过剔除后的 RGB 与 RC 样本在赫罗图上的分布, 横坐标为有效温度, 纵坐标为表面重力加速度, 图中的颜色代表了金属丰度。最后我们比较了 LAMOST 与 APOGEE



注: 蓝点代表 RGB, 红点代表 RC。剔除了黑色实线下方的 RGB 和虚线外侧的 RC 数据。

图 2 RGB 与 RC 在有效温度-K 波段绝对星等图上的分布

DR14 数据的同源多次观测时间间隔, LAMOST 的观测时间间隔中值在 350 d 左右, 而 APOGEE 的观测时间间隔中值仅为 35 d 左右。相比之下, 观测时间跨度越长越有利于体现双星的速度变化特征, 因此, LAMOST 的数据更有利于本文工作的开展。



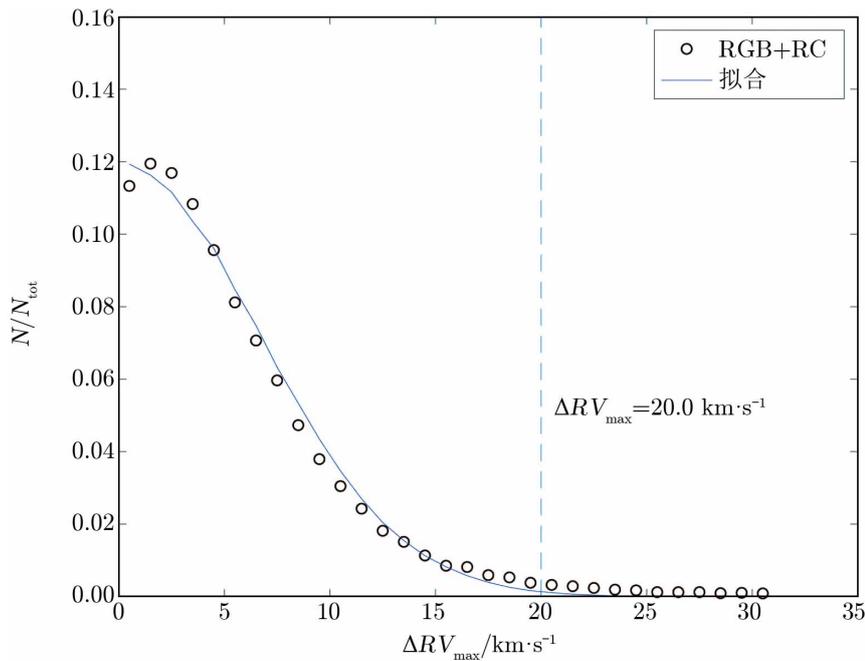
注: a) 表示 RGB 样本; b) 表示 RC 样本。

图 3 样本在赫罗图上的分布

3 方法

我们使用的方法与 Badenes 等人^[23]采用的方法类似：首先定义一个常数 ΔRV_{crit} ，这个常数需要避免速度误差不确定性的影响，因此远大于速度误差 σ_{RV} ；再通过统计 $\Delta RV_{\text{max}} > \Delta RV_{\text{crit}}$ 的样本占总样本比例（比例记为 N_f ）的方法，来探究双星比例在不同样本中的变化趋势，并借助模型对双星比例进行定量的估计。恒星速度误差 σ_{RV} 与双星比例之间存在很强的相关性，利用速度变化的分布来研究双星比例通常要求对恒星的速度误差 σ_{RV} 有非常精确的测量，而速度误差 σ_{RV} 通常又与恒星的光谱型、金属丰度、信噪比有密切关系，不能用一个常量来表示。本文采用的方法的优点在于： $\Delta RV_{\text{max}} > \Delta RV_{\text{crit}}$ 的样本与速度误差不敏感，因此不需要对速度误差进行精确的测量，就能测得双星比例。

为确定 ΔRV_{crit} ，我们对 RGB 和 RC 的 ΔRV_{max} 合并样本进行了多次 3σ 剔除，直至其速度分布不发生改变；然后对其进行高斯拟合，将 3σ 处的速度定为 ΔRV_{crit} ，为 20.0 km/s，如图 4 所示，此时的 σ 为该样本的典型速度误差的 $\sqrt{2}$ 倍。我们将 RGB 根据 $\lg g$ 的不同分为四个区间：[0.0, 1.5] dex, [1.5, 2.5] dex, [2.5, 3.0] dex, [3.0, 3.8] dex，RC 则单成一个区间，开展下一步工作。



注：黑色空心圆圈代表合并样本，蓝色实线代表拟合结果，蓝色虚线为 3σ 处的速度值大小，即 ΔRV_{crit} 。

图 4 多次 3σ 剔除后的 RGB 和 RC 合并样本的 ΔRV_{max} 的分布及拟合情况

基于 LAMOST 数据测得的恒星的速度误差在较低信噪比（约为 10，与恒星大气参数有关）的情况下，与信噪比成反比关系，而在高信噪比的情况下趋于稳定^[34]。为了避免信噪比

判据不同对结果产生影响, 我们测量了四个 $\lg g$ 区间的 RGB 样本以及 RC 样本的 N_f 比例随信噪比的变化, 如图 5 所示。从图中可以看到, 无论是 RGB 还是 RC 样本, N_f 比例随着信噪比的增大, 一开始均呈现了逐步下降的趋势, 但在信噪比大于 20 之后基本趋于稳定。当信噪比更高时, 低 $\lg g$ 区间 N_f 会因大于 ΔRV_{crit} 的数据量较少而误差较大出现波动。因此, 在信噪比大于 20 的情况下, 测得的 N_f 比值与信噪比关系不大, 具有更高的可靠性, 这也解释了为什么我们要求信噪比大于 20。

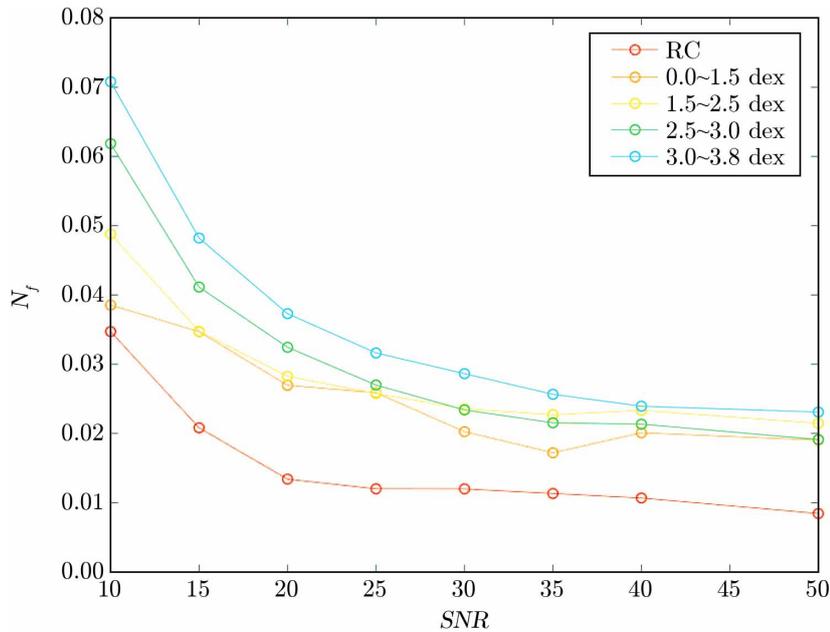


图 5 RGB 在不同 $\lg g$ 区间的样本及 RC 样本的 N_f 随信噪比的变化

为了从 N_f 中反演出样本中总的双星比例, 我们使用了蒙特卡洛模拟方法。假设观测到的速度差分布由双星和单星两种情况构成, 单星的速度之差取决于两次速度的测量误差 σ_{RV} , 双星的速度之差, 还取决于双星的具体绕转情况。即对于一个大大样本, 其速度差的分布可以表示如下^[18]:

$$p(\Delta v) = f_b p_b(\Delta v | \sigma_{RV}, \Delta t, M_B) + (1 - f_b) p_s(\Delta v | \sigma_{RV}) \quad , \quad (1)$$

其中, p 代表某样本的分布, Δv 代表速度差, f_b 代表双星比例, p_b 代表双星的样本分布, Δt 为两次速度的观测时间差, M_B 是主星的质量, p_s 代表单星的样本分布, σ_{RV} 代表每一个样本的速度误差。

使用开普勒的二体公式, 我们可以得到双星速度的半振幅 (记为 K , 单位为 $\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$) 的表达式^[19]:

$$K = 212.6 M_1^{\frac{1}{3}} P^{-\frac{1}{3}} q(1+q)^{-\frac{2}{3}} \frac{\sin i}{\sqrt{1-e^2}} \quad , \quad (2)$$

其中, M_1 代表样本中 RGB^[27] 与 RC^[28] 的质量和。周期 P 满足 Raghavan 等人^[11] 提出的对数分布。 P_{crit} 为包含巨星的双星轨道周期的最小值^[23], 当 $P < P_{\text{crit}}$ 时, 采用 Badenes^[23] 等人工作中一样的处理方式, 即当成双星来处理, 但是不会导致速度变化。需要注意的是, 此时计算得出的 f_b 代表其主星还在主序阶段时的双星比, 并非当前巨星的双星比。 q 是两颗星的质量比, 在 0.08~1 之间满足均匀分布^[14, 18, 19, 23]。为了简化模型, 我们取偏心率 $e = 0$ ^[18, 19]。轨道倾角 i 满足各向同性, 因此 $\cos i$ 的取值满足随机分布。在以上条件下, 我们最终获得的双星的速度差的表达式为^[19]:

$$\Delta v_b = v_{1b} - v_{2b} \approx (K(\cos \phi_1 - \cos \phi_2), \sqrt{2}\sigma_{RV}) \quad , \quad (3)$$

其中, v_{1b} 代表第一次观测的速度, v_{2b} 代表第二次观测的速度, ϕ_1 和 ϕ_2 分别代表两次观测的时间点在周期中的相位。速度误差固定时, 双星的速度差分布是符合 $K(\cos \phi_1 - \cos \phi_2)$ 为均值, $\sqrt{2}\sigma_{RV}$ 为误差的高斯分布。对于每个样本区间内的 σ_{RV} , 我们采用求 ΔRV_{crit} 时的方法, 测得 RGB 的 $\lg g$ 分别为 [0.0, 1.5] dex, [1.5, 2.5] dex, [2.5, 3.0] dex, [3.0, 3.8] dex 时的样本, 以及 RC 样本的速度误差 σ_{RV} 值依次为 4.35 km/s, 4.50 km/s, 4.79 km/s, 5.01 km/s 和 3.81 km/s。这个结果与 Gao^[18] 及 Tian^[35] 等人工作中 K 型主序星的结果相近。由于我们选用的 ΔRV_{crit} 为 20.0 km/s, 远大于 σ_{RV} , 可保证最终测得的双星比例不受采用的速度误差 σ_{RV} 及可能变化的影响。

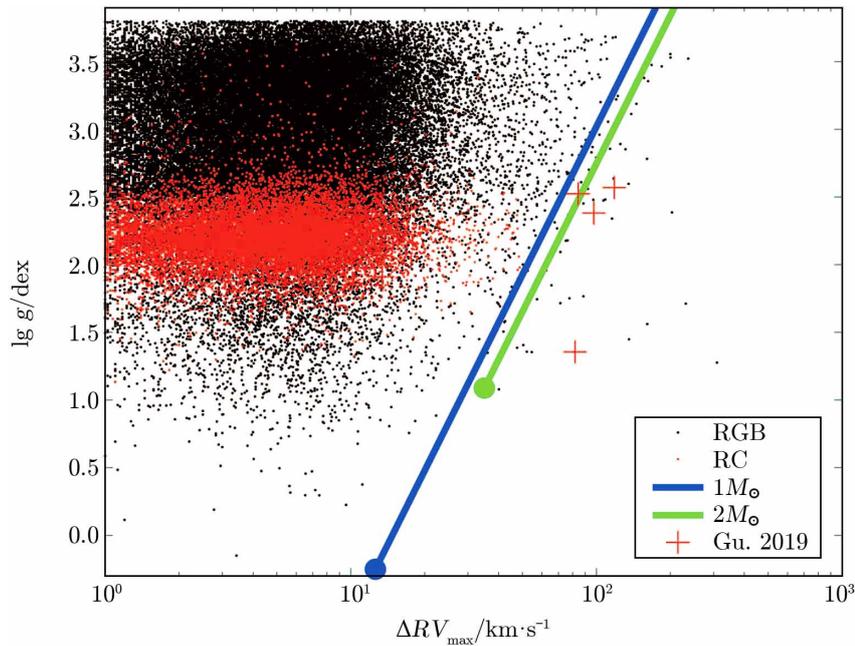
综上, 我们把对应 $\lg g$ 样本区间内单星和双星的模型合并, 通过不同的双星比来调整 N_f , 再与观测数据得出的 N_f 进行比较, 即可获得样本中最佳双星比 f_b 。再次声明, 此时我们得到的双星比代表的不是当前巨星的双星比, 而是其还处于主序阶段时的双星比。在我们的模型中, 假设主序阶段的双星比为 f_{b1} , f 为模型中 $P < P_{\text{crit}}$ 的样本占双星总样本的比例, 可以推导出模型中演化到巨星阶段的双星比为 $f_{b1} \times (1 - f)$, 小于主序阶段的双星比。

4 结果

4.1 ΔRV_{max} 与 $\lg g$ 的关系

图 6 显示了 RGB 与 RC 样本在 $\Delta RV_{\text{max}}-\lg g$ 空间的分布。在大样本恒星中, ΔRV_{max} 的最大值对应轨道倾角 $i = 90^\circ$, 轨道半径及周期最小的情况下的双星系统。对于包含巨星的双星系统来讲, 允许的轨道半径有一个最小值, 此时的轨道周期计为 P_{crit} 。当周期 $P < P_{\text{crit}}$ 时, 双星系统会因为距离过近而发生物质交换 (RLOF), 甚至合并而处于不稳定状态, 因此我们在根据 Raghavan 等人^[11] 的轨道周期分布构造双星模型时, 需要将 $P < P_{\text{crit}}$ 的部分特殊处理。 P_{crit} 的计算如公式 (4) 所示 (注意公式 (4) 与 Badenes^[23] 工作中出现的公式不同, 因为后者有出版错误)。其中 $\mathfrak{R}(q)$ 是恒星洛希瓣半径与双星轨道半径的比值^[36], 该值只与质量比 q 有关, G 为万有引力常数, M 为主星质量, R 为主星半径。当 $q = 1$ 时, $\mathfrak{R}(q)$ 值为 0.38。

$$P_{\text{crit}} = \frac{2\pi}{\sqrt{2\mathfrak{R}^3(q)}} \sqrt{\frac{R^3}{GM}} \quad . \quad (4)$$



注: 不同 $\lg g$ 处的 ΔRV_{\max} 的最大值与对应的 $\lg g$ 的值呈现了很强的相关性。蓝线和绿线分别代表 $1 M_{\odot}$ 和 $2 M_{\odot}$ 的恒星在 $q = 1$, $\sin i = 1$, $P = P_{\text{crit}}$ 的情况下的最大速度差的理论计算结果。下端的蓝点和绿点对应恒星演化到 TRGB 时的结果。绿线右侧的点代表了可能包含一个大质量致密星 (如黑洞或中子星) 的双星系统, 而红十字代表 Gu 等人^[37] 已发现的候选体。

图 6 RGB (黑点) 和 RC (红点) 样本在 ΔRV_{\max} - $\lg g$ 空间的分布

由图 6 可见, RGB 不同样本的 ΔRV_{\max} 的最大值与对应的 $\lg g$ 值存在很强的正相关, 与 Badenes^[23] 给出的结论一致。我们依据公式 (2) 计算了在 $q = 1$, $\sin i = 1$, 周期 $P = P_{\text{crit}}$ 的情况下, $1 M_{\odot}$ 和 $2 M_{\odot}$ 的恒星在不同 $\lg g$ 情况下的 ΔRV_{\max} 数值, 分别对应图中的蓝线和绿线。下端的蓝点和绿点对应恒星演化到 TRGB 时的结果, 使用的是 MIST 恒星演化模型 (http://waps.cfa.harvard.edu/MIST/interp_tracks.html)。在绿线右边的数据点, 对应的可能是包含了一个大质量致密星 (如黑洞或中子星) 的双星系统^[37]。我们将这些源的信息整理为表 1 (表 1 中的 $\lg g$ 为修正后的值, 其中编号为 1, 2, 8, 23 的源为 Gu 等人^[37] 工作中已发现的候选体, 图中用红十字表示)。RC 的结果与小 $\lg g$ 情况下的 RGB 结果接近, 这是因为 RC 是从 RGB 支顶端演化而来, 具有最大的 P_{crit} 。

4.2 N_f 与 $\lg g$ 的关系

为了探究巨星中 N_f 与 $\lg g$ 的关系, 我们前文已将 RGB 划分为 4 个区间: $[0.0, 1.5]$ dex, $[1.5, 2.5]$ dex, $[2.5, 3.0]$ dex, $[3.0, 3.8]$ dex, RC 则单成一个区间。我们分别计算了这 5 个样本的 N_f 、泊松误差以及 f , 如表 2 所示。

表 2 给出了 5 个子样本的个数、子样本中 $\Delta RV_{\max} > 20.0$ km/s 的样本数、 N_f 值及其泊松误差、 $\lg g$ 的中值以及 f 。可以看出, 对于 RGB, 随着 $\lg g$ 的减小, 对应样本中 N_f 值呈现了一个下降的趋势, 比例从 3.73% 一直下降到了 2.57%; RC 样本的 N_f 值最低为

表 1 特殊样本以及相关参数

编号	赤经 /(°)	赤纬 /(°)	表面重力 加速度 /dex	速度差 /km·s ⁻¹	编号	赤经 /(°)	赤纬 /(°)	表面重力 加速度 /dex	速度差 /km·s ⁻¹
1*	0.839 25	38.518 58	2.38	97.57	24	114.693 71	32.603 00	2.47	106.83
2*	3.887 13	38.688 85	1.36	81.90	25	120.416 56	17.487 50	3.38	156.35
3	22.940 38	30.997 92	2.78	160.67	26	122.069 23	20.266 89	2.45	88.53
4	32.318 43	52.807 49	2.34	115.78	27	124.520 57	7.635 37	1.56	161.03
5	34.876 00	43.492 40	2.86	113.65	28	130.938 43	13.030 44	2.09	71.35
6	52.793 24	54.331 30	1.75	77.70	29	131.248 02	10.668 90	1.74	57.30
7	71.543 01	51.827 66	1.77	88.50	30	133.630 13	10.064 11	3.48	167.73
8*	74.053 25	54.005 91	2.57	118.25	31	134.934 42	11.986 38	2.39	203.08
9	75.550 20	39.142 44	2.18	75.13	32	135.359 81	13.546 26	1.08	40.10
10	84.004 14	2.251 11	3.19	145.48	33	137.573 01	20.983 64	2.89	125.13
11	85.413 99	44.736 64	1.41	50.40	34	140.134 71	3.540 39	3.53	200.30
12	89.204 50	24.804 84	2.48	97.13	35	158.344 72	30.477 86	3.52	236.51
13	101.660 96	26.114 33	2.48	108.67	36	166.199 13	11.704 41	1.96	62.48
14	101.736 79	52.581 08	3.47	184.43	37	169.023 04	25.021 16	1.72	71.30
15	101.939 19	27.740 61	1.35	54.58	38	184.211 01	15.558 95	1.71	231.15
16	102.176 67	27.745 09	2.56	92.30	39	208.253 52	31.779 61	3.36	356.78
17	103.566 48	24.854 63	2.85	131.39	40	238.026 94	29.501 89	2.59	92.23
18	104.226 10	46.435 50	1.36	52.07	41	284.369 67	49.047 93	1.85	65.63
19	105.074 77	55.957 75	1.39	47.55	42	284.708 09	50.712 26	3.36	162.35
20	107.496 17	23.986 39	3.56	199.92	43	286.872 38	41.753 21	2.64	117.50
21	107.692 96	20.148 32	1.97	62.38	44	287.741 94	49.894 83	1.45	135.72
22	109.570 33	30.534 69	2.60	135.25	45	287.823 50	43.985 36	1.28	309.53
23*	111.336 37	28.067 47	2.52	84.35	46	294.595 25	49.204 50	2.18	76.28

表 2 N_f 随不同 $\lg g$ 子样本的变化

$\lg g$ /dex	N_{total}	$N_{\Delta RV_{\text{max}} > 20.0 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}}$	N_f /(%)	中值 $\lg g$ /dex	f_b /(%)	f /(%)
RC	16 582	203	1.22±0.09	2.2	35±3	14.6
[0.0, 1.5]	971	25	2.57±0.51	1.3	56±12	9.0
[1.5, 2.5]	9 637	267	2.77±0.17	2.3	42±4	4.9
[2.5, 3.0]	18 079	580	3.21±0.13	2.7	36±3	3.3
[3.0, 3.8]	28 043	1 046	3.73±0.12	3.3	36±2	2.0

1.22%, 上述趋势与 Badenes^[23]得到的结果一致。我们从模型中发现, 对于 RGB, $\lg g$ 越小, $P < P_{\text{crit}}$ 发生作用的比例越高 (即 f 越大), $\lg g$ 为 3, 2, 1 dex 时, f 分别为 3%, 5%, 9% 左右。RC 发生作用的比例最高, f 达到了 15% 左右; 这说明短周期主序双星在其主星演化到巨星后, 由于发生相互作用而不复存在。

4.3 N_f 与 [Fe/H] 的关系

为了研究 N_f 与 [Fe/H] 的关系, 我们在 4.2 节的基础上, 对 RGB 中金属丰度范围相对较广的 2 个子样本 ([2.5, 3.0] dex 和 [3.0, 3.8] dex) 以及 RC 样本做了进一步拆分, 将 [Fe/H] > 0.0 dex 的星视为富金属星样本, $-0.5 \text{ dex} < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.0 \text{ dex}$ 的星视为中间丰度样本, $-1.5 \text{ dex} < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.5 \text{ dex}$ 的星视为贫金属星样本。另外, 为了只考虑 [Fe/H] 对 N_f 的影响, 而排除其他因素, 我们将质量范围进一步调整为 $[0.8, 1.5] M_{\odot}$, 发现温度对巨星双星比例的影响很小^[38], 因此不做修改。我们把各个样本区间的数目列在了表 3 中, 并计算了对应区间的 N_f 及其泊松误差。

表 3 不同子样本情况下的 N_f 值随金属丰度的变化

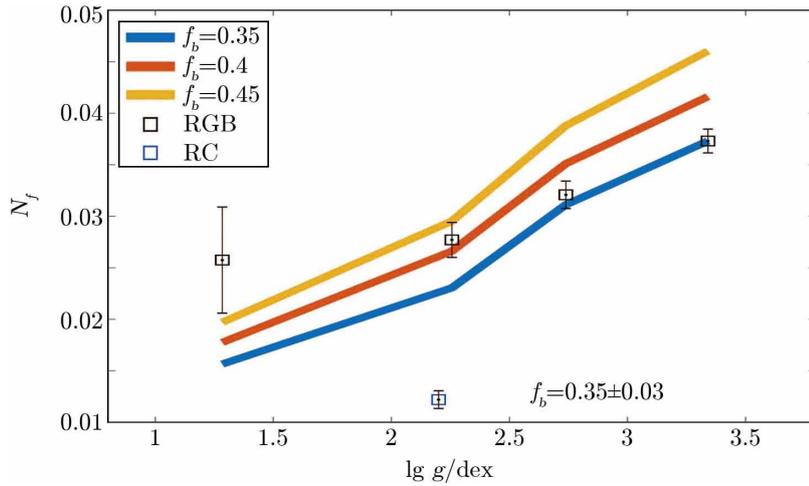
$\lg g$ /dex	[Fe/H]	N_{total}	$N_{\Delta RV_{\text{max}} > 20.0 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}}$	N_f /(%)
RGB[2.5, 3.0]	低	3 445	146	4.24±0.35
	中	10 067	307	3.05±0.17
	高	1 261	33	2.62±0.46
RGB[3.0, 3.8]	低	3 630	178	4.90±0.37
	中	16 893	644	3.81±0.15
	高	6 372	183	2.87±0.21
RC	低	1 889	27	1.43±0.28
	中	8 774	98	1.12±0.11
	高	1 001	7	0.70±0.26

表 3 给出了不同样本区间源的数目、 N_f 数值以及泊松误差。对于 RGB 和 RC, 不同子样本的贫金属丰度区间的 N_f 都大于中间金属丰度和富金属丰度区间的 N_f 数值。这说明贫金属丰度样本在双星贡献占主导的 ΔRV_{max} 范围内有着更大的比例, 贫金属星相对于富金属星有更高的双星比例, 与 Gao^[18, 19], Yuan^[20], Liu^[21] 等人的结论一致。

4.4 N_f 与 f_b 的关系

利用蒙特卡洛模拟方法, 我们构造了不同双星比例的模型, 计算了模型中不同 $\lg g$ 区间的 N_f 值, 并与 RGB 和 RC 的真实数据进行比较, 结果见表 2 和图 7。

从图中可以看出: 对于整个红巨星的样本, N_f 比例与 $f_b = 40\%$ 的情况下的模型比较接近, 通过加权平均求得样本整体的双星比例为 $f_b = (38.1 \pm 2)\%$ 。我们注意到双星比例随着 $\lg g$ 的增大出现了一定程度的下降。我们的结果比 Badenes^[23]的结果 ($f_b = 35\%$) 稍大, 但在误差允许范围内。我们的双星比结果与类太阳恒星的双星比 ($40\% \sim 50\%$ ^[18-20]) 也较接近。这意味着基于红巨星数据与基于矮星数据得到的双星比是一致的。



注：黑框和蓝框分别代表 RGB 子样本和 RC 样本，误差棒代表观测数据的泊松误差。黄线表示双星比为 45%，红线表示双星比为 40%，蓝线表示双星比为 35%。

图 7 不同双星比情况下 N_f 随 $\lg g$ 的变化

除此之外，我们注意到，对于周期小于 P_{crit} 的双星系统，可以有两种极端处理情况：情况 A 是假设这种双星系统演化成为一颗单巨星，但它仍然作为“双星”在我们的模型中（我们和 Badenes^[23] 的工作均是建立在这种情况下）；情况 B 是，这种双星系统经相互作用后已演化为其他类型的天体，此时其系统内已不再有巨星存在。因为我们的数据都是巨星样本，此时这类数据将不出现在模型中，应当被去除。

我们对情况 B 的结果也进行了估计：模型中 $P < P_{\text{crit}}$ 的数量在最小的 $\lg g$ 区间占了双星模型的 9%，在最大的 $\lg g$ 区间占了 3%。第二种处理情况使得 $\lg g$ 位于 $[0, 1.5]$ dex 区间的双星比例从 55% 下降到了 52%，对其他 $\lg g$ 区间的影响很小，可以忽略不计。由于两种处理方式对 $\lg g$ 小于 1.5 dex 的 RGB 及 RC 样本双星比的影响较大，将来对这类样本双星比的精确测量有望区分这两种情况。

5 总结

我们基于 LAMOST 的海量数据，选择其反银心方向巡天第二版增值星表中的 56 731 颗红巨星以及 16 582 颗红团簇星数据作为样本，通过统计 $\Delta RV_{\text{max}} > 20.0$ km/s 的样本数量占总样本比例的方法，研究了红巨星和红团簇星的双星比例及其随演化阶段和金属丰度的变化。我们定义 $N_f = N_{\Delta RV_{\text{max}} > \Delta RV_{\text{crit}}} / N_{\text{total}}$ ，通过 N_f 来示踪双星比在不同样本中的变化趋势，并借助于恒星视向速度差的模型来对双星比进行定量的估计。我们发现样本 ΔRV_{max} 的最大值与 RGB 对应的 $\lg g$ 值存在很强的正相关；RGB 的 $\lg g$ 值越大， N_f 值越大，RC 的 N_f 值越小，说明巨星的演化阶段越晚，双星比例越低；金属丰度越高，双星比例越低。利

用蒙特卡洛方法, 我们测得红巨星前身星的双星比例为 $(38\pm 2)\%$, 红团簇星前身星的双星比例为 $(35\pm 3)\%$, 从而证实了 Badenes 等人^[23]的结果, 与类太阳主序恒星的结果相符。此外, 我们发现了 46 个可能包含大质量致密星的双星候选体, 值得进一步的研究。

致谢

感谢两位审稿人的宝贵意见, 使得这篇文章得以完善。感谢运行团队提供数据。

参考文献:

- [1] Voss R, Tauris T M. MNRAS, 2003, 342: 1169
- [2] Eldridge J J, Izzard R G, Tout C A. MNRAS, 2008, 384: 1109
- [3] Duchéne G, Kraus A. ARA&A, 2013, 51: 269
- [4] Raidal M, Spethmann C, Vaskonen V, et al. JCAP, 2019, 02: 018
- [5] Hailey C J, Mori K, Bauer F E, et al. Nature, 2018, 556: 70
- [6] Jofre P, Jorissen A, Van E, et al. A&A, 2016, 595:60
- [7] Hurley J R, Tout C A, Pols O R. MNRAS, 2002, 329: 897
- [8] Li Z M, Zhang L Y, Liu J Z. MNRAS, 2012, 424: 874
- [9] Jurić M, Ivezić Z, Brooks A, et al. ApJ, 2008, 673: 864
- [10] Duquenooy A, Mayor M. A&A, 1991, 248: 485
- [11] Raghavan D, McAlister H A, Henry T J, et al. ApJS, 2010, 190: 1
- [12] Dieterich S B, Henry T J, Golimowski D A, et al. AJ, 2012, 144: 64
- [13] Sana H, de Mink S E, de Koter A, et al. Science, 2012, 337: 444
- [14] Moe M, Stefano R. AJ, 2017, 230: 15
- [15] York D G, Adelman J, Anderson J E, et al. AJ, 2000, 120: 1579
- [16] Cui X Q, Zhao Y H, Chu Y Q. et al, RAA, 2012, 12: 1197
- [17] Lindegren L, Hernandez J, Bombrun A, et al. A&A, 2018, 616: 2
- [18] Gao S, Liu C, Zhang X B, et al. ApJ, 2014, 788: 37
- [19] Gao S, Zhao H, Yang H, et al. MNRAS, 2017, 469: 68
- [20] Yuan H B, Liu X W, Xiang M S, et al. ApJ, 2015, 799: 135
- [21] Liu C. MNRAS, 2019, 490: 550
- [22] 高新华, 陈力, 侯金良. 天文学进展, 2011, 1: 31
- [23] Badenes C, Mazzola C, Thompson T A, et al. ApJ, 2018, 854: 147
- [24] Belokurov V, Penoyre Z, Oh S, et al. MNRAS, 2020, 496: 1922
- [25] Zhao G, Zhao Y H, Chu Y Q, et al. RAA, 2012, 12: 723
- [26] Xiang M S, Liu X W, Yuan H B, et al. MNRAS, 2017, 467: 1890
- [27] Wu Y Q, Xiang M S, Zhao G, et al. MNRAS, 2019, 484: 5315
- [28] Huang Y, Schönrich R, Zhang H W, et al. ApJS, 2020, 249: 29
- [29] Abolfathi B, Aguado D S, Aguilar G, et al. AJ, 2018, 235: 42
- [30] Leung H W, Bovy J. MNRAS, 2019, 489: 2079
- [31] Skrutskie M F, Cutri R M, Stiening R, et al. AJ, 2006, 131: 1163
- [32] Yuan H B, Liu X W, Xiang M S. MNRAS, 2013, 430: 2188
- [33] Alves D R. ApJ, 2000, 539: 732
- [34] Xiang M S, Liu X W, Yuan H B, et al. MNRAS, 2015, 448: 822
- [35] Tian Z J, Liu X W, Yuan H B, et al. RAA, 2018, 18: 52
- [36] Eggleton P P. ApJ, 1983, 268: 368
- [37] Gu W M, Mu H J, Fu J B, et al. ApJ, 2019, 872: 20

[38] Huang Y, Yuan H B, Yao J W, et al. ApJ, to be submitted

Binary Fractions Based on the LAMOST RGB and RC Data

HUANG Yuan¹, YUAN Hai-bo¹, HUANG Yang²

(1. Department of Astronomy, Beijing Normal University, Beijing 100875, China; 2. South-Western Institute For Astronomy Research, Yunnan University, Kunming 650500, China)

Abstract: Binary stars are ubiquitous in the universe. Measuring binary fractions and their variations in different stellar populations has important implications in the studies of a number of research fields including star formation and evolution, gravitational wave detections, galactic structure and stellar population synthesis. Taking advantage of large scale surveys, statistical methods have been developed to measure binary fractions in the Galaxy, but the existing studies are mainly for main-sequence stars. Red giant stars and red clump stars in the late stages of stellar evolution, are ideal tracers to probe properties and evolution of binary stars. However, measurements of binary fractions for giant stars are very rarely reported. In this work, based on a large sample of red giant stars and red clumps from the 2nd value-added catalog of LAMOST Spectroscopic Survey of the Galactic Anti-center, we investigate the binary fractions and their variations with stellar evolution stages and metallicities, using the method of distribution of ΔRV_{\max} . We find that there is a strong correlation between ΔRV_{\max} and their evolution stage. The later stages the evolution is in, the lower value the binary fraction has. And the binary fraction decreases as metallicity increases. Our simulation shows that binary fraction of giant stars during their main-sequence stage is about $(38 \pm 2)\%$, slightly higher but consistent with the result of Badenes et al.(2018) based on the APOGEE DR13. A number of 46 candidates of compact binary systems are also reported.

Key words: binary stars; giant stars; binary evolution; LAMOST; radial velocities