



中国科学院大学

University of Chinese Academy of Sciences

博士学位论文

昴星团的双星分布特性与恒星质量函数研究

作者姓名: 刘蓉蓉

指导教师: 邵正义 研究员 中国科学院上海天文台

学位类别: 理学博士

学科专业: 天体物理

培养单位: 中国科学院上海天文台

2024 年 6 月

The Binary Distribution Characteristics and Stellar Mass
Function of the Pleiades Cluster

A dissertation submitted to
University of Chinese Academy of Sciences
in partial fulfillment of the requirement
for the degree of
Doctor of Astronomy
in Astrophysics

By

Rongrong Liu

Supervisor: Professor Zhengyi Shao

Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences

June, 2024

中国科学院大学 学位论文原创性声明

本人郑重声明：所呈交的学位论文是本人在导师的指导下独立进行研究工作所取得的成果。承诺除文中已经注明引用的内容外，本论文不包含任何其他个人或集体享有著作权的研究成果，未在以往任何学位申请中全部或部分提交。对本论文所涉及的研究工作做出贡献的其他个人或集体，均已在文中以明确方式标明或致谢。本人完全意识到本声明的法律结果由本人承担。

作者签名：

日 期：

中国科学院大学 学位论文授权使用声明

本人完全了解并同意遵守中国科学院大学有关收集、保存和使用学位论文的规定，即中国科学院大学有权按照学术研究公开原则和保护知识产权的原则，保留并向国家指定或中国科学院指定机构送交学位论文的电子版和印刷版文件，且电子版与印刷版内容应完全相同，允许该论文被检索、查阅和借阅，公布本学位论文的全部或部分内 容，可以采用扫描、影印、缩印等复制手段以及其他法律许可的方式保存、汇编本学位论文。

涉密及延迟公开的学位论文在解密或延迟期后适用本声明。

作者签名：

日 期：

导师签名：

日 期：

摘要

疏散星团是恒星的摇篮和银河系的重要组成部分，它是研究恒星形成和演化的重要探针。其中，疏散星团的恒星质量分布（包括其质量函数、双星比例以及双星的质比分布）蕴含了恒星形成与星团动力学演化的重要信息。因此，精确测量星团中恒星的质量，包括双星中的主星和次星质量，并推导出其质量分布，对于理解上述两个方面的问题都至关重要。

恒星的光谱能量分布（SED）拟合是估算恒星质量的有效工具。在本文中，我们优化了 SED 拟合的方法，在固定疏散星团基本物理参数（年龄、金属丰度、距离、消光）的前提下，拟合每颗成员星（包括双星）的质量。我们首先利用星团中单星在主序的测光理论模型位置处密集分布的特点，修正了模型与数据之间的偏差。随后，在贝叶斯统计框架下，我们应用 SED 拟合光学和近红外数据，得到了每颗成员星在主星质量和质量比的二维参数空间上的概率密度分布（PDF）。进一步地，我们创新性地用所有成员星的二维 PDF 的堆叠，获得了整个星团的主星质量与质比的“完全”概率密度分布，揭示了星团完整的质量分布情况。

此方法的优势在于：首先，在贝叶斯统计推断的框架下，我们能够充分考虑观测误差，得到每颗星在主星质量和质比 $[M_1, q]$ 二维参数空间的 PDF，而非简单的最佳拟合值及置信区间。其次，成员星的二维 PDF 堆叠的方法，使我们可以得到更加细致、准确的恒星质量函数；更有意思的是，这也为计算双星中次星的质量函数提供了可能，给质量函数的研究提供了新的思路和有效的途径。另外，利用 PDF 的分析，我们能够将次星探测到双星质比的下限，从而得到更完备的双星比例和质比分布，以及准确的次星质量函数。最后，需要强调的是，只有先对模型与观测数据进行校准和修正，才能获得准确的质量拟合结果，尤其对于小质比的双星而言。

在本文中，我们将方法应用于昴星团，使用 Gaia DR3 和 2MASS 的测光数据，得到了每颗成员星的质量（或主星质量与质比），以及整个星团的质量分布。在此基础上，我们进一步探讨了昴星团的双星分布特性（双星比例和质比分布）和质量函数。首先，昴星团的总双星比例为 0.351，并且小质比的双星比例随主星质量的增加而增加；其次，我们发现昴星团的质比分布在整体上符合两段幂律分布，先升后降，峰值位于 $q \sim 0.34$ ，而在 twins 双星处 ($q \sim 1$) 有一个明显的超出；随后，我们发现在大质量段，昴星团单星的质量函数明显比双星主星的更陡，而次星和非次星（单星与主星的集合）的亮端斜率接近，介于单星和主星斜率之间。此外，我们还进一步分析了昴星团的动力学演化效应，并发现单星与双星分别都有明显的质量分层效应。而且相对而言，双星比单星更加向星团中心集中，这里也不排除大质量段双星更多这个因素；我们发现非次星的质量函数在 $M < 0.23 M_{\odot}$ 时明显偏离 Salpeter 和 Kroupa 的初始质量函数（IMF），证明昴星团已有显著的小质量星“蒸发”现象；我们还发现主星质量越大，质比分布中小

质比双星比例越低，这是首次在昴星团中发现动力学影响双星质比分布的证据。

未来，我们计划将优化的 SED 拟合方法应用到更多波段和更高精度的测光数据，以提高质量测量的精度，并将扩大疏散星团的统计样本，充分讨论恒星质量分布的函数形式。我们还计划结合星团的年龄、总质量和银心距等其他物理量，讨论质量分布随环境的变化以及在银河系中的演化问题。

关键词：疏散星团，双星比例，双星质比分布，恒星质量函数，贝叶斯分析

Abstract

Open clusters are cradles of stars and essential components of the Milky Way, serving as important probes for studying star formation and evolution. Among them, the mass distribution of stars in open clusters, including their mass function, binary fraction, and mass-ratio distribution, contains crucial information about both star formation and cluster dynamical evolution. Therefore, accurately measuring the masses of stars within clusters and deriving their mass distribution are crucial for understanding these issues.

Spectral Energy Distribution (SED) fitting serves as a powerful tool for estimating the masses of individual stars within clusters. In this paper, we improved the method of SED fitting and fitted the mass of each member star with fixing the basic physical parameters of open clusters (such as age, metallicity, distance, and extinction). We first corrected the deviation between the model and the data by taking advantage of the dense distribution of single stars in the cluster at the photometric theoretical model positions of the main sequence. Subsequently, we applied SED fitting to optical and near-infrared data within a Bayesian statistical framework, obtaining two-dimensional probability density distribution (PDF) in the parameter space of primary mass and mass-ratio for each member star. Further, we innovatively stacked the two-dimensional PDFs of all member stars to obtain the "full" probability density distribution of the primary mass and mass-ratio for the entire cluster, revealing the complete mass distribution of the cluster.

This method has four advantages: Firstly, within the framework of Bayesian statistical inference, we can fully consider the observational errors and obtain the PDF of each star in the two-dimensional parameter space of primary mass and mass-ratio $[M_1, q]$, rather than just best-fit values and confidence intervals. Secondly, the method of stacking the 2D PDFs of member stars allows us to obtain a more detailed and accurate stellar mass function. Interestingly, this provides a possibility for deriving the mass function of secondary stars in binaries, offering new insights into the study of mass function. Additionally, using the PDF, we can detect the secondary stars to the lower limit of the binary mass-ratio, resulting in a more comprehensive binary fraction and mass-ratio distribution, thus enabling us to obtain more accurate mass function of secondary stars. Finally, it is worth emphasizing that only by calibrating and correcting the models first can we obtain more accurate masses, especially obtaining more complete statistical results for binaries with small mass-ratio.

In this paper, we apply the method to the Pleiades, using photometric data from Gaia DR3 and 2MASS to obtain the mass (or primary mass and mass-ratio) of each member star, as well as the mass distribution of the entire cluster. Based on this, we

further explored the binary distribution characteristic (binary fraction and mass-ratio distribution) and mass function of the Pleiades cluster. Firstly, the total binary fraction of the Pleiades cluster is 0.351, and the fraction of binaries with small mass-ratio increases with the primary mass. Secondly, we found that the mass-ratio distribution of the Pleiades conforms to a two-segment power-law distribution, with an increasing and then decreasing distribution, with a peak at $q \sim 0.34$, and a significant exceeding at the twins binary ($q \sim 1$). Thirdly, we found that the single star mass function is significantly steeper than that of the binary primary stars in the high-mass segment, while the slope of the mass function of secondary stars lies between the two, approaching the mass function of the collection of the single stars and primary stars (non-secondary stars). Furthermore, we analyzed the dynamical evolution of the Pleiades cluster. We found significant mass segregation in both single and binary stars, with binaries tending to concentrate more toward the center of the cluster than single stars, which does not exclude the factor that there are more binary stars in the massive mass segment. We also found that the mass function of non-secondary stars deviates significantly from the Salpeter and Kroupa initial mass function (IMF) when $M < 0.23 M_{\odot}$, indicating that the Pleiades cluster has already begun "evaporating" low-mass stars. Additionally, we found that the fraction of binaries with small mass-ratio decreases as the primary mass increases, providing evidence for the first time in the Pleiades cluster of dynamical influences on the mass-ratio distribution of binaries.

In the future, we plan to apply the improved SED fitting method to a wider range of bands and higher precision photometric data to improve the accuracy of mass measurements. Additionally, we will expand the statistical sample of open star clusters, thoroughly discussing the shape of the stellar mass distribution. We also intend to combine other physical properties such as the age, total mass, and galactocentric distance of star clusters to explore variations in mass distribution with environment and evolutionary issues within the Milky Way.

Key Words: Open cluster, Binary fraction, Binary mass-ratio distribution, Stellar mass function, Bayesian statistics

目 录

第 1 章 绪论	1
1.1 疏散星团	2
1.2 初始质量函数	3
1.3 双星分布特性	5
1.3.1 双星比例	5
1.3.2 质比分布	6
1.4 疏散星团的质量函数和双星分布特性	8
1.4.1 疏散星团中的动力学过程	8
1.4.2 疏散星团的质量函数	8
1.4.3 疏散星团的双星分布特性	9
1.5 疏散星团中质量函数与双星分布特性的研究方法	10
1.5.1 疏散星团中质量函数的研究方法	10
1.5.2 疏散星团中双星分布特性的研究方法	13
1.6 本文的研究动机和主要内容	18
第 2 章 观测数据与昴星团的运动学成员星判定	19
2.1 Gaia 巡天项目	19
2.1.1 Gaia 数据	19
2.1.2 Gaia 测光数据的流量定标	22
2.2 2MASS 巡天项目	22
2.3 昴星团的运动学成员星判定	24
2.4 本章小结	26
第 3 章 恒星演化模型与昴星团基本参数的推断	27
3.1 不同的恒星演化模型与观测数据的对比	27
3.2 PARSEC 模型	30
3.3 昴星团基本参数的推断	32
3.4 本章小结	33
第 4 章 单星与双星质量的光谱能量分布拟合	35
4.1 测光数据与模型的偏差修正	35
4.1.1 已有的修正方法	35
4.1.2 我们的修正方法	36
4.1.3 质量-修正值关系	36

4.1.4 修正后的数据与模型的对比	39
4.2 基于贝叶斯统计的 SED 拟合	39
4.2.1 双星 SED 模型的构建	39
4.2.2 贝叶斯参数估计	40
4.3 本章小结	42
第 5 章 昴星团成员星的质量拟合结果	43
5.1 单颗星质量拟合的结果	43
5.1.1 不同质比的三颗星	43
5.1.2 所有星质量拟合的结果	46
5.2 所有星堆叠的概率密度分布图	50
5.3 本章小结	51
第 6 章 昴星团的双星分布特性	53
6.1 双星比例	53
6.1.1 不同质比下限的双星比例	53
6.1.2 与其他方法得到的昴星团研究结果的对比	55
6.1.3 与其他疏散星团、场星的对比	60
6.2 双星质比分布	63
6.2.1 总体的质比分布	63
6.2.2 质比分布的拟合	64
6.2.3 与其他方法得到的昴星团研究结果的对比	65
6.2.4 与其他疏散星团、场星的对比	67
6.3 本章小结	68
第 7 章 昴星团的质量函数	71
7.1 不同成分的质量函数	71
7.2 质量函数的拟合	73
7.3 与其他方法得到的昴星团研究结果的对比	75
7.4 本章小结	77
第 8 章 昴星团的动力学演化分析	79
8.1 单星、双星与恒星系统的质量分层	79
8.2 小质量恒星的“蒸发”	80
8.3 低质量小质比双星的缺失	81
8.4 本章小结	82
第 9 章 总结与展望	83
9.1 总结	83
9.2 展望	85

参考文献·····	87
致谢·····	93
作者简历及攻读学位期间发表的学术论文与其他相关学术成果·	95

图目录

图 1-1 昴星团的伪彩色图	2
图 1-2 不同的初始质量函数 (IMF)	4
图 1-3 IMF 和金属丰度的关系	4
图 1-4 双星比例与主星质量的关系	5
图 1-5 双星质比分布与主星质量及双星间距的关系	7
图 1-6 将光度函数转化为质量函数的示意图	10
图 1-7 在 CMD 上的单星与双星混合模型示意图	11
图 1-8 在 CMD 上拟合单星和双星质量的示意图	12
图 1-9 不同质比的双星在 Gaia 数据 CMD 上的位置	14
图 1-10 不同质比主星质量为 $1M_{\odot}$ 的双星和单星星等差与波长的关系	15
图 1-11 (H-W2) -W1 vs W2(BP-K) 伪颜色图	16
图 1-12 分别用单星和双星模型对双星进行 SED 拟合结果的对比	17
图 2-1 Gaia DR3 全天星图	19
图 2-2 Gaia DR3 三个测光数据的透过率曲线	21
图 2-3 双星在 CMD 上的位置	21
图 2-4 Gaia DR3 测光结果与合成星等的残差	22
图 2-5 2MASS 点源的全天星图	23
图 2-6 2MASS J 、 H 和 K_s 的透过率曲线	23
图 2-7 不同质比双星在 Gaia 和 2MASS 的 CMD 上的位置	24
图 2-8 动力学成员概率的分布直方图	25
图 2-9 昴星团成员星在赤道坐标位置、自行空间和视差上的分布	25
图 3-1 疏散星团 NGC 3532 的 CMD 与不同理论模型的对比	28
图 3-2 NGC 2682 和 NGC 2099 的 CMD 与不同理论模型的对比	29
图 3-3 不同版本 PARSEC 及其他模型与观测数据的对比	31
图 3-4 热改正后的 PARSEC 模型与昴星团 Gaia 测光数据的对比	31
图 3-5 昴星团 Gaia 和 2MASS 的 CMD	32
图 4-1 六个波段的质量-星等差图和相应的脊线	37
图 4-2 修正后的观测数据与理论模型的对比	39
图 4-3 主星质量对应的可探测 q_{lim}	40
图 5-1 不同质比的三颗星在 Gaia 和 2MASS 的 CMD 上的位置	43
图 5-2 三颗星的 PDF 和最佳拟合的模型 SED	45
图 5-3 每颗星的双星概率 P_b 的分布直方图	47

图 5-4 每颗星的双星概率 P_b 在 Gaia 和 2MASS 的 CMD 上的分布	47
图 5-5 每颗星的主星质量 M_1 在 Gaia 和 2MASS 的 CMD 上的分布	48
图 5-6 每颗星的质比 q 在 Gaia 和 2MASS 的 CMD 上的分布	48
图 5-7 每颗星拟合参数的误差分布	49
图 5-8 昴星团所有星堆叠的主星质量 M_1 和质比 q 的 PDF	50
图 6-1 昴星团不同质比下限双星比例与主星质量的关系	54
图 6-2 与其他方法得到的昴星团双星比例的对比	56
图 6-3 昴星团的双星二维概率密度分布的堆叠图	63
图 6-4 昴星团的双星质比分布及其模型拟合	64
图 6-5 与其他方法得到的昴星团质比分布的对比	66
图 6-6 与其他疏散星团质比分布的对比	67
图 7-1 单颗星的 PDF	71
图 7-2 昴星团所有星堆叠的主星质量 M_1 和 q 的 PDF	72
图 7-3 昴星团不同成分的质量函数及拟合结果	73
图 7-4 与 Almeida et al. (2023) 得到的昴星团质量函数的对比	76
图 8-1 昴星团不同成分的质量分层现象	80
图 8-2 昴星团的非次星质量函数与 Salpeter、Kroupa IMF 的对比	81
图 8-3 昴星团不同主星质量段质比分布的对比	82

表目录

表 2-1 Gaia DR3 天体测量数据的不确定度	20
表 2-2 Gaia DR3 测光数据的不确定度	20
表 4-1 六个波段的质量-修正值关系	38
表 5-1 SED 拟合结果	46
表 6-1 昴星团不同质比下限双星比例与主星质量的关系	54
表 6-2 与其他方法得到的昴星团双星比例对比	56
表 6-3 昴星团质比分布参数	64
表 7-1 昴星团各成分质量函数的参数	74

符号列表

字符

Symbol	Description	Unit
$2 \times 10^{30} \text{kg}$	solar mass, 太阳质量	M_{\odot}

缩写

IMF	Initial Mass Function, 初始质量函数
PDMF	Present Day Mass Function, 现今质量函数
SED	Spectral Energy Distribution, 光谱能量分布
CMD	Color-Magnitude Diagram, 颜色星等图
PDF	Probability Distribution Function, 概率分布函数

第 1 章 绪论

当夜幕降临时，我们仰望星空，可以看到如同宝石般闪烁的繁星。这些美丽的繁星，我们称之为恒星，它们作为宇宙中主要的光源，一直是天文学家热衷的研究对象。而它们从何而来，又如何演化，更是天文学家关注的焦点。

现代天文研究揭示，恒星大多诞生于星团之中 (Kroupa, 1995; Lada et al., 2003)。随着巨分子云的碎裂与塌缩，不同大小的分子云团块孕育出不同质量的恒星 (McKee et al., 2007)。诞生于同一片分子云的恒星，它们的年龄和金属丰度相近，可视为单星族。而描述星族最基本的统计量，便是质量的分布，即质量函数。星族质量函数的研究，对天文学众多领域都有着深远的影响。

举例来说，恒星形成时，金属丰度等环境因素可能对初始质量函数产生影响 (Li et al., 2023)。因此，研究质量函数对于理解恒星形成与环境的关系至关重要。再如，在星团内部的动力学演化过程中，较小的恒星会逐渐离开星团，成为场星，从而导致星团内质量函数的改变 (Bastian et al., 2010)。因此，这一变化，可以作为星团动力学演化的重要探针。由此可见，测定星族的恒星质量函数，是揭示恒星形成和星团动力学奥秘的关键所在。

然而，准确测定质量函数并非易事，其中一个关键因素是双星的存在。双星指的是由两颗相互绕转的恒星组成的系统。近年来，随着观测技术的进步，天文学家发现，有较多的恒星存在于双星或三星等多星系统中，如对于类太阳矮星，双星比例超过 40% (Offner et al., 2023)。但受限于望远镜的空间分辨能力，只有极少数离我们比较近且成员星间距较大的双星，能通过望远镜在图像上区分开来。其他在测光上不可分辨的双星，由于它们被当作一颗星，但其光度实际由两颗星贡献，会导致对它们的质量估计偏大。因此，不可分辨双星给质量函数的测定带来了挑战。为了获得准确的质量函数，我们必须设法将双星的质量分开统计。

测量不可分辨双星的质量同样不易，尤其是小质比双星。这是因为小质比双星的次星（双星中质量较小的星）贡献的光度较小，所以当存在观测误差的情况下，我们很难在光度上区分这是一颗光度和主星一样的单星还是一颗小质比的双星。尽管如此，仍有研究致力于探测小质比双星，以完善双星的比例和质比分布。例如，近年来，随着 Gaia 高精度测光数据的发布，部分研究尝试利用这些数据对疏散星团中的不可分辨双星进行普查，以获取更全面的双星比例、质比分布和质量函数信息。

疏散星团是研究单星族质量分布的理想对象，因为其成员星可视为单星族。通过研究疏散星团的双星比例、质比分布和质量函数，可获取恒星形成与动力学演化的宝贵信息。

本文旨在利用测光数据精确测量疏散星团中恒星的质量（包括小质比双星质量），进而研究疏散星团的双星分布特性（双星比例、质比分布）和质量函数。我们期望通过这一研究更深入地理解星团的动力学过程。

1.1 疏散星团

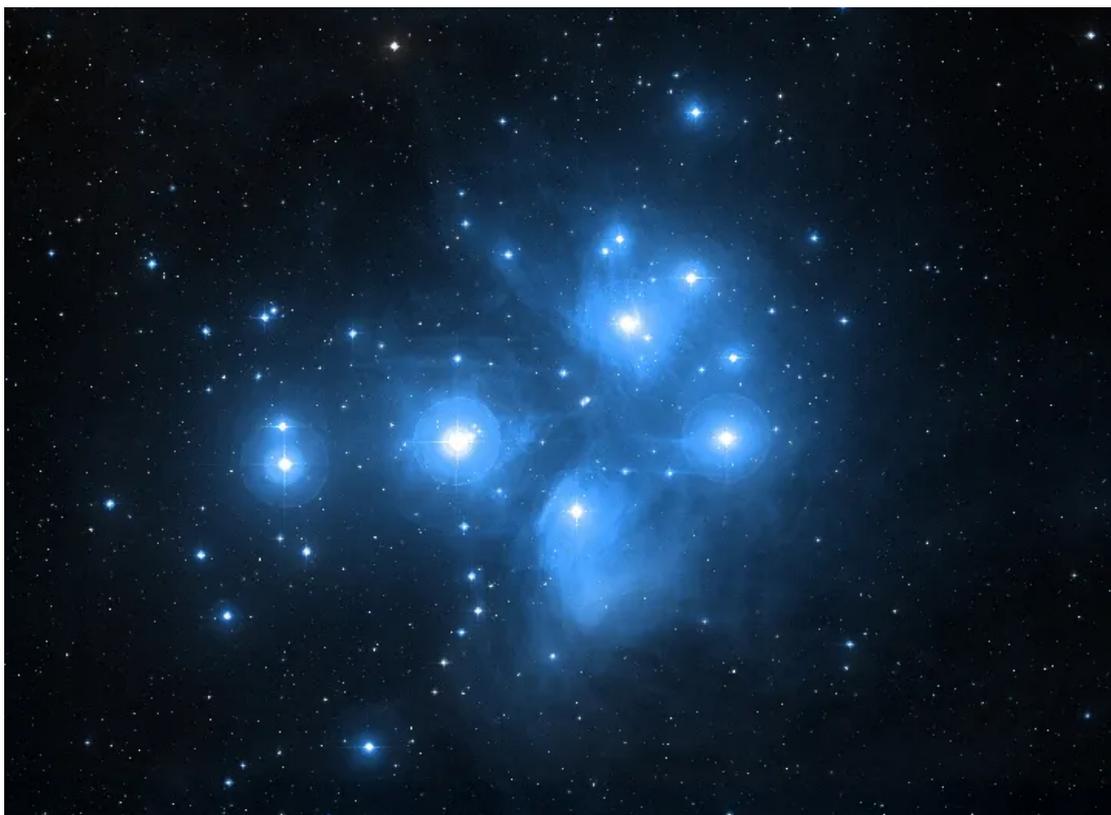


图 1-1 昴星团的伪彩色图。来自 DSS colored 图片。

恒星通常在星团中诞生，而疏散星团的成员星都起源于同一片分子云 (Lada et al., 2003)。它们拥有相同的年龄和金属丰度，因此成为研究单星族质量分布的理想对象。

疏散星团是由数百到数万颗恒星组成的引力束缚系统。它们的结构比较松散，成员星之间基本没有相互遮掩，因此能够有效地观测其每个恒星系统，从而进行完备的质量函数和双星分布特性分析。

疏散星团的物理性质分布范围广泛，提供了丰富的研究样本。这些星团的金属丰度较富，分布范围在-0.5 到 0.5 之间 (Magrini et al., 2017)。通过研究不同金属丰度的疏散星团的质量函数和双星分布特性，可以探索恒星形成与环境金属丰度之间的关系。此外，疏散星团的年龄范围较广，大约在 $10^6 - 10^{10}$ 年之间 (Piskunov et al., 2018)。通过研究不同年龄疏散星团的质量函数和双星分布特性，可以拼接出恒星动力学演化的历史。

图1-1展示了一个经典的疏散星团——昴星团，它包含一千多颗成员星。该星团距离较近（130-140 pc） (Southworth et al., 2005; Melis et al., 2014)，消光较弱 ($A_v=0.12-0.17$) (Curtis et al., 2020; Dias et al., 2021)，年龄较年轻 (70-130 Myr) (Mermilliod, 1981; Vandenberg et al., 1984; Mazzei et al., 1989; Gossage et al., 2018)。主序星的质量范围广泛，且具有高精度的天体测量和测光数据，使其成为研究质量函数和双星分布特性的理想对象。

1.2 初始质量函数

恒星在星团中诞生，随着动力学的演化，会不断有恒星从星团中离开，导致星团内恒星的质量分布发生变化。因此，星团现今的质量分布由初始状态和动力学演化共同塑造。要理解质量分布的变化，首先需要了解初始的质量分布是怎样的，这就涉及初始质量函数这一概念。

恒星形成时的质量函数被称为初始质量函数 (IMF)。该概念最初由Salpeter (1955) 提出，他对太阳附近 0.4 到 $10M_{\odot}$ 的主序星进行研究，并得出了这些恒星的质量分布。他发现可以用一个幂律分布很好地拟合这一质量分布，并给出了 IMF 的函数形式：

$$\Phi(M) = \frac{dN}{dM} \propto M^{-\alpha} \quad (1-1)$$

其中 M 是恒星质量， dN 是 M 到 $M + dM$ 之间的恒星数量。经过拟合，Salpeter (1955) 得出 $\alpha = 2.35$ 。这一研究非常经典，其得到的 IMF 形式一直沿用至今。

另一个经典的 IMF 研究是Kroupa (2001) 的工作，他在更大质量范围内重新测定了太阳附近主序星的 IMF。与Salpeter (1955) 的单幂律形式略有不同，Kroupa (2001) 得到了分段的幂律分布，共分为四段，每段的 α 值如下：

$$\alpha = \begin{cases} 0.3 \pm 0.7 & 0.01 < M/M_{\odot} < 0.08, \\ 1.3 \pm 0.5 & 0.08 < M/M_{\odot} < 0.5, \\ 2.3 \pm 0.3 & 0.5 < M/M_{\odot} < 1, \\ 2.3 \pm 0.7 & 1 < M/M_{\odot}. \end{cases} \quad (1-2)$$

在恒星质量小于 $0.5M_{\odot}$ 时，Kroupa (2001) 与 Salpeter (1955) 有较大差异，但是在恒星质量大于 $0.5M_{\odot}$ 时，与Salpeter (1955) 在误差范围内一致。两者在大于 $0.01M_{\odot}$ 时的差异见图1-2。Salpeter (1955) 和Kroupa (2001) 是目前最常用的两种 IMF。

上述两个经典研究 (Salpeter, 1955; Kroupa, 2001) 都是对太阳附近 IMF 进行测量，此外，还有许多研究将 IMF 的测量拓展到其他地区，如银盘、年轻星团和星协等 (Chabrier, 2003; Covey et al., 2008; Hillenbrand et al., 2000; Massey et al., 1995)。早期的研究发现，大多数地区都遵循相同的 IMF (Bastian et al., 2010)。然而，随着对其他星系的研究，天文学家发现大质量早型星系的 IMF 更为陡峭，即包含更多小质量恒星 (Smith, 2020)。这表明 IMF 可能并非普适的，然而这一猜想一直未能得到直接有力的证明。直到最近，Li et al. (2023) 给出了直接证据。他们根据对太阳邻域内约 93,000 颗 M 矮星的光谱观测，发现 IMF 与金属丰度和恒星年龄存在相关性。与典型的 IMF 相比，早期形成的恒星群含有较少的小质量恒星，这与恒星的金属丰度无关。然而，在较近的时期，小质量恒星的比例随着恒星金属丰度的增加而增加 (见图1-3)。

综合已有的研究，可以看到，IMF 可以用分段幂律分布很好地描述，且小质量星多于大质量星。然而，IMF 并不是普适的，其斜率与金属丰度相关。

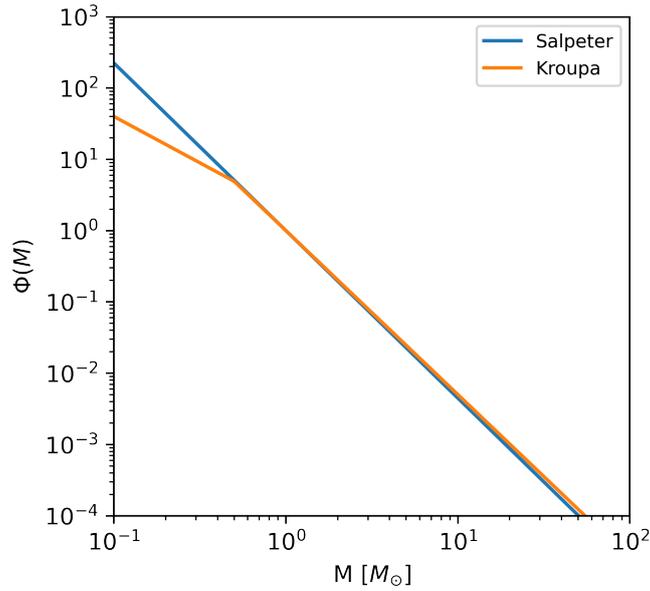


图 1-2 不同的初始质量函数 (IMF)。横坐标是恒星质量，纵坐标代表恒星质量在 M 到 $M + dM$ 范围内的恒星数量。蓝色线代表 Salpeter IMF, $\alpha = 2.35$ 。橙色线代表 Kroupa IMF, 分别在 0.5 、 $1M_{\odot}$ 分段, 三段的 α 分别为 1.3 、 2.3 、 2.3 。

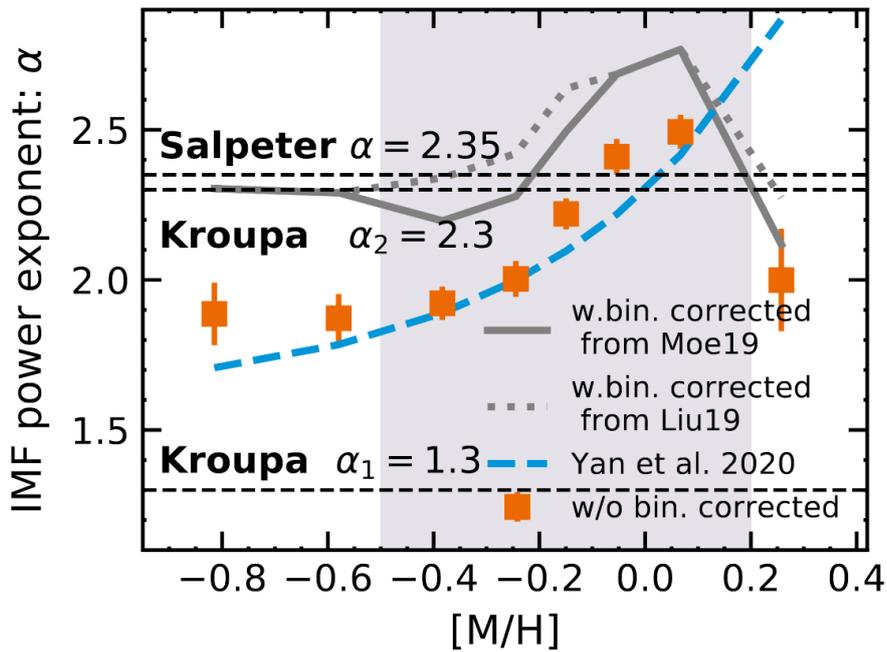


图 1-3 IMF 和金属丰度的关系。横坐标是恒星金属丰度，纵坐标是 IMF 的 α 值。橘色方块代表不同金属丰度的 α 。灰色实线和点线代表修正了双星比例后的 α - $[M/H]$ 关系，蓝线代表已有文献中的关系。阴影代表 $-0.5 < [M/H] < +0.2$ 的区域 (Li et al., 2023)。

1.3 双星分布特性

目前的研究表明，许多恒星存在于双星或三星等阶系统（本文中统一以双星指代）中 (Offner et al., 2023)。因此，星团内完整的质量分布不仅包括传统意义上的质量函数，还包括双星的分布。因而，对双星分布的测量对于获得完整的质量函数具有重要意义。同时，双星的分布也会随着星团动力学演化而发生改变。因此，要理解星团动力学演化对双星的影响，需要先了解基本的双星分布特性。

双星分布特性包含两个方面。一个是双星比例，即双星占恒星总数的比例；另一个是双星的质比分布，即每颗双星次星与主星质量之比的分布。要获取双星分布特性，需要进行全面的双星普查。在过去的三十年里，随着天文技术的发展，对于太阳附近几十 pc 距离范围内的双星，已经进行了较为全面的普查。同时，在年轻星团中对较大质量星的观测也增加了很多。因此得到了不同光谱型双星（包括不可分辨双星）的双星比例和质比分布。在本节中，我们将回顾相关研究，并介绍双星比例和质比分布的基本性质。

1.3.1 双星比例

已有的研究显示，不同光谱型恒星（包括褐矮星、M 矮星、类太阳矮星、大质量星）的双星比例与主星质量之间存在着明显的递增关系（见图1-4）。

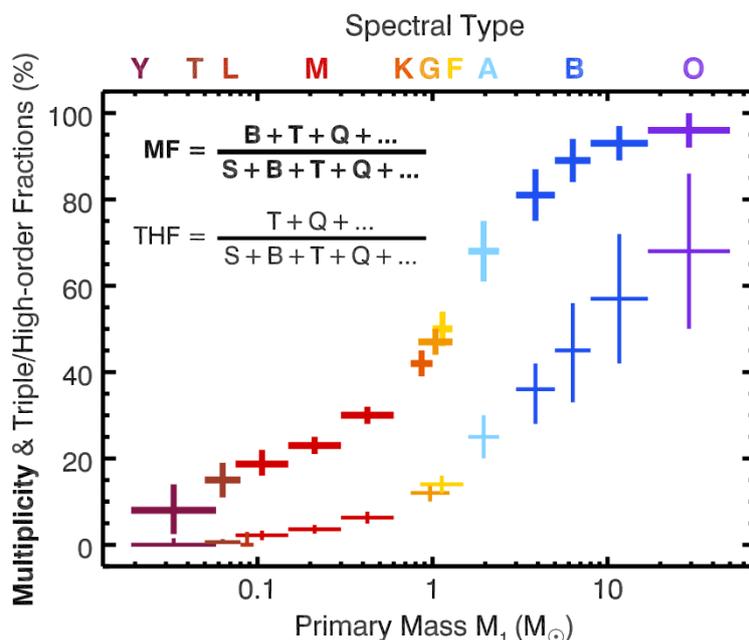


图 1-4 双星比例与主星质量的关系。十字中心是不同主星质量对应的双星比例，水平误差棒代表质量范围，纵向误差棒代表双星比例的误差，不同颜色代表不同光谱型。MF 表示包括单纯双星、三星、四星等所有非单星的比例，THF 表示排除单纯双星的三星、四星等高阶系统的比例 (Offner et al., 2023)。

褐矮星的双星比例大约在 8% 到 20% 之间 (Reid et al., 2001; Burgasser et al., 2003; Close et al., 2003; Gizis et al., 2003; Burgasser, 2007; Fontanive et al., 2018)。

其中,质量较小的 T 晚型/Y 早型矮星双星比例仅约为 8%,而质量较大的 L/T 早型矮星的双星比例更高,约为 20%,显示出双星比例与主星质量的递增关系。

比褐矮星质量更大的 M 矮星的双星比例比褐矮星中更高,且也显示出与主星质量的递增关系。Winters et al. (2019) 对太阳附近 25pc 以内的 M 矮星进行普查,发现双星比例为 $26.8 \pm 1.4\%$,高于褐矮星中较大的 20%。他们进一步将样本分为三个子样本 ($0.075-0.15M_{\odot}$ 、 $0.15-0.30M_{\odot}$ 、 $0.30-0.60M_{\odot}$),发现它们未修正的双星比例分别为 $16.0 \pm 2.5\%$ 、 $21.4 \pm 2.0\%$ 和 $28.2 \pm 2.1\%$,呈现出双星比例随着主星质量增加而增加的趋势。

比 M 矮星质量更大的类太阳 (FGK) 矮星的双星比例进一步增加。Tokovinin (2014) 对 67 pc 内的 4847 颗类太阳矮星进行普查,得到它们的双星比例为 $47 \pm 3\%$,明显高于 M 矮星的 $26.8 \pm 1.4\%$ 。

更大质量矮星的双星比例同样呈现出与主星质量的递增关系。A 型矮星的双星比例为 $68.9 \pm 7.0\%$ (De Rosa et al., 2014),晚型、中型和早型 B 型矮星的双星比例分别为 $81 \pm 6\%$ 、 $89 \pm 5\%$ 和 $93 \pm 4\%$ (Moe et al., 2017)。结合 Sana et al. (2012) 和 Sana et al. (2014) 对 O 型星的观测,Offner et al. (2023) 得到 O 型星的双星比例为 $96 \pm 4\%$ 。

综合已有的研究,可以看到,双星比例与主星质量存在显著的递增关系,即主星质量越大,双星比例越大。

1.3.2 质比分布

双星比例代表着双星在所有恒星中的占比,而质比分布则描述了双星群体的性质,它反映了每颗双星次星 (M_2) 与主星质量 (M_1) 之比在所有双星中的分布。质比分布通常用一个幂律分布 q^{γ} 来描述。其中,质比 $q = M_2/M_1$,范围在 $[0,1]$, γ 表征了质比分布的平坦程度。当 $|\gamma| < 0.5$ 时,表明质比分布是均匀的 (Duchêne et al., 2013), $\gamma > 0.5$ 表示质比分布偏向等质量 ($q = 1$) 双星,而 $\gamma < -0.5$ 则代表质比分布偏向小质比双星。回顾不同光谱型双星的质比分布,可以观察到,在较小质量双星中,质比分布与主星质量之间存在明显相关性,但在较大质量双星中,与双星间距的关系更加显著 (见图1-5)。

褐矮星双星的质比分布明显偏向于等质量的双星,且与主星质量相关。其中,质量略小的 T 晚型/Y 早型星的 $\gamma \approx 5$ (Fontanive et al., 2018),而质量略大的 L/T 早型星的 $\gamma = 2 - 3$ (Burgasser et al., 2003; Close et al., 2003; Allen et al., 2007),质比分布略微平一些。

M 型双星的质比分布不仅与主星质量相关,还和双星之间的间距 a 相关。在中等间距时,质量较小的中型和晚型 M 型双星偏向于等质量的双星,但质量较大的早型 M 型双星的质比分布大致是均匀的 (Close et al., 2003; Law et al., 2008; Dieterich et al., 2012; Janson et al., 2014)。在较大间距 ($a > 100$ au) 时,M 型双星质比分布倾向于小质比 (Ward-Duong et al., 2015; El-Badry et al., 2019)。

类太阳双星的总体质比分布基本上是均匀的,但是与双星间距 a 相关。间

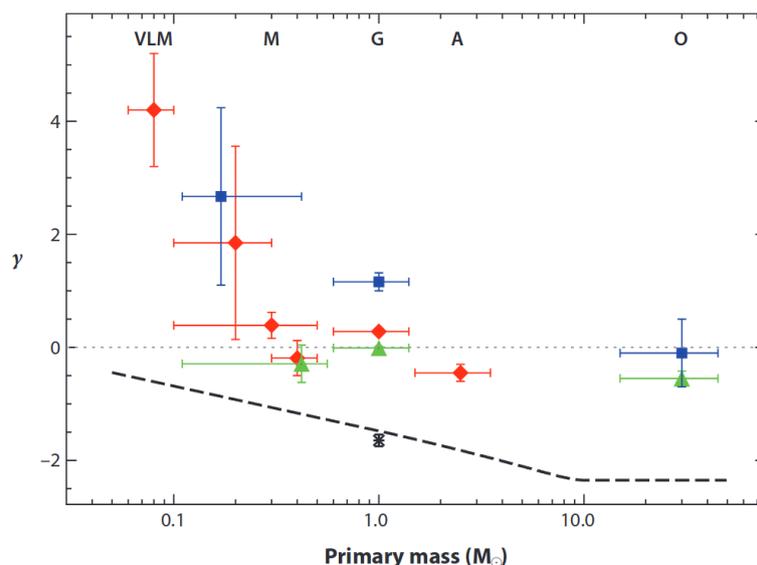


图 1-5 双星质比分布与主星质量及双星间距的关系。横坐标是主星质量，纵坐标是幂律分布的斜率。红色菱形代表在不同主星质量范围内的所有双星质比分布的斜率，而蓝色正方形和绿色三角形则分别对应近距双星和宽距双星的斜率。水平误差棒代表质量范围，纵向误差棒代表斜率的误差。水平虚线表示平坦的质比分布 (Duchêne et al., 2013)。

距较近的类太阳双星倾向于较大的质比 (Raghavan et al., 2010; Tokovinin, 2014; Moe et al., 2017)。间距较远 ($a > 200$ au 以上) 的类太阳双星则偏向于较小的质比 (Lépine et al., 2007; Moe et al., 2017; El-Badry et al., 2019)。其中，近间距和中等间距的类太阳双星在 twins 双星处 ($q \sim 1$) 处显示出明显的超出，超出比例分别为 30% 和 10% (Lucy et al., 1979; Moe et al., 2017)。

与类太阳矮星相似，大质量星的质比分布也与双星间距有关。在较小间距时，质比分布较平，在较大间距时，偏向于较小质比 (De Rosa et al., 2014; Moe et al., 2017; Abt et al., 1990; Shatsky et al., 2002; Sana et al., 2014; Moe et al., 2017)。其中，中等间距时，A 型双星有少量超出的 twins 双星，AB 型双星都在 $q = 0.3$ 左右有一个峰值 (De Rosa et al., 2014; Moe et al., 2017; Murphy et al., 2018; Rizzuto et al., 2013; Gullikson et al., 2016)。

综合已有的研究，可以看到，褐矮星、中型和晚型 M 矮星的质比分布明显倾向于等质量双星， γ 在 2 到 5 之间，且随主星质量的增加而减小。而其他更大质量双星的质比分布总体是均匀的，但是不同双星间距的质比分布略有不同，且不能被单一的幂律分布描述。较小间距的质比分布倾向于均匀分布，拥有更多超出的 twins 双星，而较大间距的质比分布更偏向于小质比，且 twins 双星超出较少。

综合以上对场星和年轻星团中双星分布特性的研究，双星比例随主星质量的增加单调递增。在主星质量较小 ($M < 0.3M_{\odot}$) 时，质比分布倾向于等质量双星；在主星质量较大 ($M > 0.3M_{\odot}$) 时，质比分布基本都是均匀分布，但是当双星间距较大时，质比分布偏向于小质比。

1.4 疏散星团的质量函数和双星分布特性

成百上千颗（多的可达数万颗）恒星共同诞生后，因为引力束缚而形成星团。星团内恒星密度较高，导致恒星之间频繁发生交会。随着时间的推移，星团内的质量分布，如质量函数和双星分布特性，会发生改变，偏离初始状态。正因如此，这些变化可以作为星团动力学演化的探针。

1.4.1 疏散星团中的动力学过程

两体交会：两颗恒星在交会时，会发生能量传递。根据能量均分原理，较大质量的恒星会失去部分动能，而较小质量的恒星会获得动能。经过不断的交会过程，星团内的恒星最终会达到能均分状态。在这个过程中，较大质量的恒星会向星团中心聚集，较小质量恒星会往星团外围扩散，导致质量分层现象。如果一颗较小质量的恒星不断和其他较大质量恒星发生交会，持续获得能量，就会逐渐远离星团，这个过程称为恒星的“蒸发”。疏散星团在银河系中受到的潮汐力将会加剧这个过程，使得恒星完全“蒸发”成为场星。

三体交会：星团内不仅存在两体交会，还存在三体交会，即双星和单星的交会。在三体交会的过程中，双星可能会获得能量而瓦解，也可能损失能量，而变得更加束缚。双星的结合能公式为 $E_b \propto qM_1^2/a$ ，其中， M_1 为主星质量， q 为双星的质比， a 为双星之间的间距。在双星间距相同的情况下，主星质量较小、质比较小的双星结合能较小。结合能较小的双星称为软双星，结合能较大的双星则为硬双星。根据 Heggie-Hills 定律 (Heggie, 1975)，在三体交会中，软双星更容易获得能量而变得更“软”，因此更易瓦解；而硬双星则更可能失去能量而变得更“硬”，不易瓦解。因此，在双星间距相同的情况下，主星质量较小、质比较小的双星比主星质量较大、质比较大的双星更易瓦解。

1.4.2 疏散星团的质量函数

两体交会会导致质量分层效应和小质量星的“蒸发”，使得疏散星团的质量函数发生变化。

质量分层效应会导致星团中心聚集更多大质量星，而星团外围有更多小质量星，会导致星团中心质量函数比外围更平。目前的研究表明，疏散星团的质量分层现象存在于不同年龄的疏散星团中，不论是在较年老（年龄大于 300 Myr）的疏散星团中，如 Praesepe (Khalaj et al., 2013)、Hyades (Röser et al., 2011) 和 Coma Berenices (Tang et al., 2018)，还是在年龄小于 50 Myr 的较年轻疏散星团中 (Schilbach et al., 2006)。赵君亮 (2007) 指出，疏散星团中的质量分层很可能是由星团形成时的初始分层与后期星团动力学演化两种机制导致的。

较小质量恒星的“蒸发”会导致星团整体质量函数小质量段降低，使得质量函数变平。在过去几十年里，许多研究对疏散星团的现今质量函数 (PDMF) 进行了估算，并将其与太阳邻域的 IMF 进行比较。这些研究发现，大于 $1M_{\odot}$ 时，大多数疏散星团的 PDMF 与太阳邻域的 IMF 相似，例如在 Hyades (Bouvier et al.,

2008)、Pleiades (昴星团) (Röser et al., 2020) 以及位于人马座旋臂的 12 个疏散星团中 (Angelo et al., 2019)。但是小于 $1M_{\odot}$ 时, 疏散星团 PDMF 的斜率更平, 尤其是在较年老 (年龄大于 300 Myr) 的疏散星团中, 如 Coma Berenices (Kraus et al., 2007) 和 Hyades (Goldman et al., 2013)。这一现象可以很好地用“蒸发”效应进行解释。

许多研究通过比较不同年龄疏散星团的 PDMF 来研究疏散星团的动力学演化过程。这些研究主要是研究 PDMF 和年龄以及动力学年龄 (年龄与弛豫时间之比 t/t_{rh}) 之间的关系。许多研究都发现了疏散星团 PDMF 与动力学年龄之间存在显著相关性。例如 Bonatto et al. (2005) 测量了 11 个邻近疏散星团的 PDMF, 并分别拟合了小质量和大质量段的斜率, 发现在年龄大于星团弛豫时间的情况下, PDMF 的两个质量段都趋于平缓。Sharma et al. (2008)、Ebrahimi et al. (2022) 以及 Cordoni et al. (2023) 分别对 9 个、15 个、78 个疏散星团的 PDMF 进行研究, 也得出了类似的结论。其中, Ebrahimi et al. (2022) 还发现 PDMF 斜率与星团年龄之间存在微弱相关性。

1.4.3 疏散星团的双星分布特性

星团动力学过程不仅会改变星团的质量函数, 也会影响双星分布特性。由 Offner et al. (2023) 可知, 双星比例随着主星质量的增加而增加, 所以双星相比拥有更多大质量星。因此, 在质量分层的影响下, 双星可能比单星更加聚集, 使得星团中心双星比例更高。例如, Cordoni et al. (2023) 对 78 个疏散星团的大质比双星进行分析, 发现年老 (年龄大于 800 Myr) 星团中, 大质比双星比例随半径增加有明显下降趋势, 而年轻和中等年龄的星团中这种趋势并不明显。

在三体交会中, 双星间距相同的情况下, 主星质量和质比较小的双星更易瓦解。这可能会导致较小主星质量的双星中, 质比较小的双星比例较少。如果能在同一个疏散星团中获取不同主星质量双星完整的质比分布, 或者得到不同质比双星比例与主星质量的关系, 就可以对这一动力学现象进行分析。然而, 目前对疏散星团的双星研究主要集中在较大质比双星上。例如, Cordoni et al. (2023) 和 Donada et al. (2023) 分别研究了 78 个和 202 个疏散星团中双星比例与主星质量的关系, 但是他们可有效探测的双星都有较高的质比下限 q_{lim} , 介于 0.6 到 0.7 之间。要想探测到三体交会对小质比双星的影响, 0.6 的质比下限是远远不够的。

虽然有少数研究在贝叶斯统计框架下, 通过单双星混合模型拟合将 q_{lim} 降低至 0.2 (Li et al., 2020), 得到了三体交会影响双星质比分布的相关证据, 但是他们的结果是基于固定的质比分布模型形状假设。要想获得更加准确的质比分布, 还需进一步改进和优化方法。

通过以上对疏散星团研究的回顾, 可以看到, 质量函数和双星分布特性 (双星比例和质比分布) 的变化是研究星团动力学的重要探针。因此, 质量函数和双星分布特性的精确测量至关重要。特别是在探测三体交会影响时, 不仅需要在大质比双星进行很好的探测, 还需要对小质比双星进行有效且全面的探测。

1.5 疏散星团中质量函数与双星分布特性的研究方法

恒星质量函数和双星分布特性的测定对于理解星团内的动力学演化过程至关重要。然而，目前的研究在探测疏散星团中小质比双星方面还存在不足，这不仅会影响双星分布特性的测定，还会影响质量函数的准确性。要想得到更加准确和完整的质量函数和双星分布特性，需要对已有的方法进行改进。在本节中，我们将回顾已有方法，并提出改进方向。

1.5.1 疏散星团中质量函数的研究方法

获取质量函数最简单的方法是先获取光度函数，然后与理论等龄线比较，根据光度——质量关系，将光度函数转化为质量函数。例如，在光度上进行分段计数获取光度函数的直方图，再与理论模型进行比较，就可以得到质量函数 (van den Bergh et al., 1984)。或者直接在等龄线模型上按照质量分段进行计数 (Cordoni et al., 2023) (见图 1-6)。这种方法对单星的质量函数测定非常便捷。然而，有较多恒星存在于双星或更高阶恒星系统中，与单星同样亮度的双星是由两颗更小质量的恒星组成。直接从光度函数转化为质量函数时，会过高估计双星主星的质量，导致得到的质量函数比实际更加平坦 (Kroupa et al., 1993)。

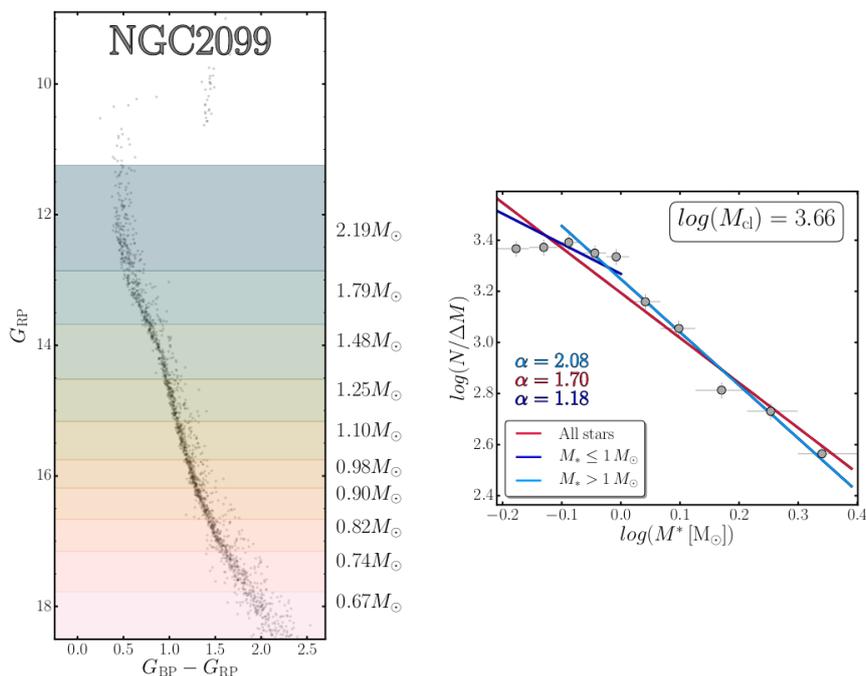


图 1-6 将光度函数转化为质量函数的示意图。左图为 Gaia 数据的颜色——星等图，不同颜色表示不同 G 波段光度范围，每个光度范围对应模型等龄线的恒星质量标记在右侧坐标轴上。对不同光度范围内的恒星进行计数即可得到质量函数。右图是相应的质量函数，灰色点代表不同质量段内的恒星数。红色线是对所有点进行拟合的最佳模型，深蓝色和浅蓝色线分别是对 $M < 1 M_{\odot}$ 和 $M > 1 M_{\odot}$ 质量范围内的点拟合的最佳模型 (Cordoni et al., 2023)。

因此，要想获得准确的质量函数，就必须考虑双星的影响。Li et al. (2020) 和 Niu et al. (2020) 在获取质量函数时考虑了双星。如图1-7所示，他们通过假设一定的单星与双星主星混合的质量函数、双星比例、质比分布等模型，在颜色——星等图 (CMD) 上构建单星与双星混合模型，然后与观测数据进行拟合，可以得到质量函数的斜率。这种方法的优势在于可以同时得到质量函数和双星分布特性，但是该方法得到的结果依赖于模型假设。例如 Li et al. (2020) 假定质量函数是单一幂律模型，只能在部分质量段有效；Niu et al. (2020) 采用的质量函数模型是两段幂律分布，这也不能描述所有质量段情况，如 Kroupa 质量函数在大于 $0.1M_{\odot}$ 时就是三段的。更重要的是，他们还加入了对双星分布的假设，这也可能会给质量函数斜率的拟合造成影响。

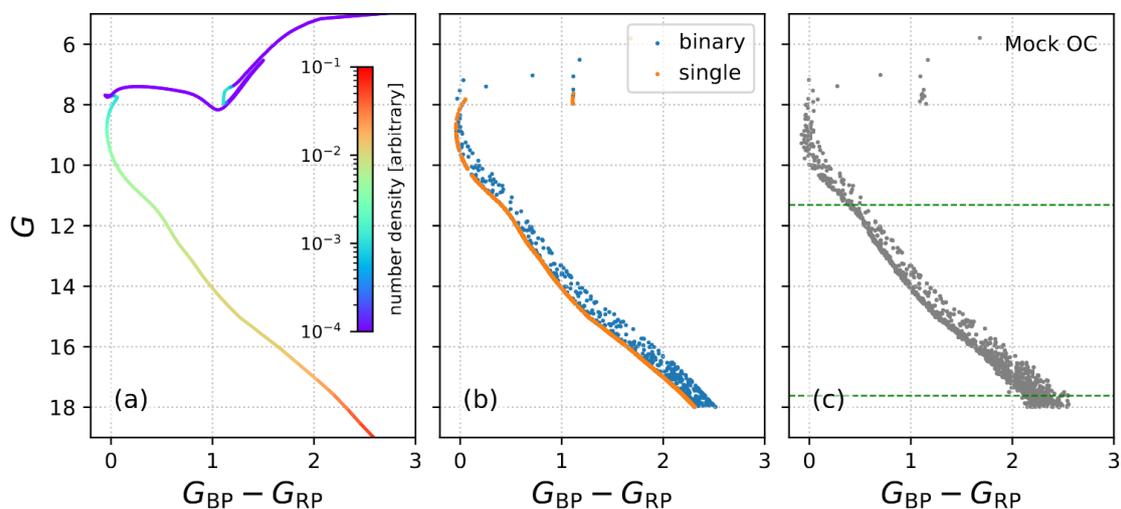


图 1-7 在 CMD 上的单星与双星混合模型示意图。左图中的颜色代表单星的数密度，不同光度的数密度代表了质量函数。中图的橘色点代表单星，蓝色点是通过假设一定的双星比例和质比分布得到的双星。右图是在中图的基础上叠加观测误差得到的模拟星团成员星在 CMD 上的分布 (Li et al., 2020)。

要获得准确的质量函数，不仅要考虑双星的影响，最好不能依赖于模型假设。Almeida et al. (2023) 采用的方法正好符合这两个条件。如图1-8所示，他们采用蒙特卡洛方法，利用等龄线模型在 CMD 上生成很多不同质量和质比的模拟数据；然后通过找观测数据与模拟数据之间的最短距离，得到最佳拟合的质量；在多次迭代后，取所有最佳拟合的中位值作为最后结果。对于最后结果为双星的星，不仅可以得到主星质量，还可以得到次星质量。通过这个方法，不仅可以得到单星与双星主星的质量函数，还可以得到次星的质量函数。这一方法非常具有开创性，然而该方法仍然具有一定的局限性，他们采用的是最佳拟合值和中位值，然而实际因为观测误差的存在，小质比双星和单星很难区分，因此得到的次星质量函数并不准确。如果要得到更加准确的次星质量函数，需要对双星，尤其是小质比双星的质量进行准确测量。

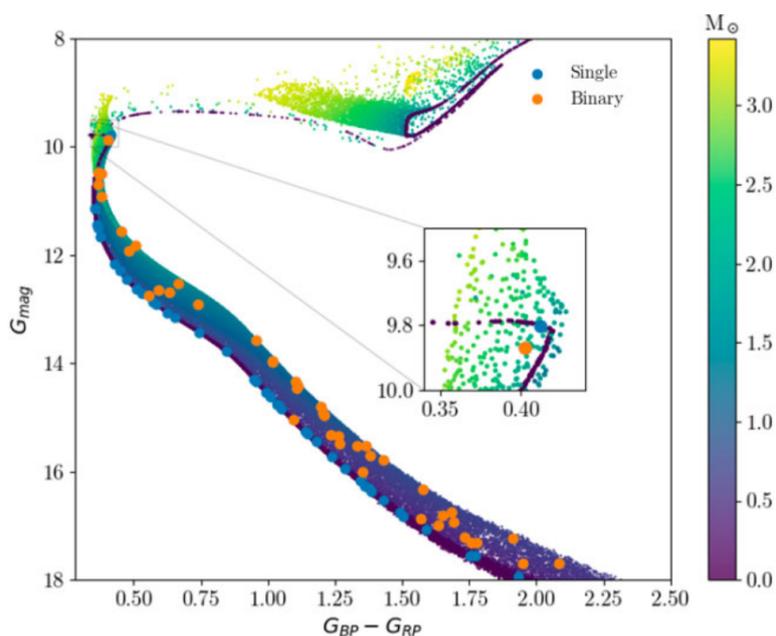


图 1-8 在 CMD 上拟合单星和双星质量的示意图。黄色到深蓝色的彩色点为用蒙特卡洛方法产生的合成星团的模型点，不同颜色代表不同次星质量。放大的图展示等龄线转折处。蓝色点为模拟星团中的单星数据点，橙色点为模拟星团中的双星数据点。通过找数据点与合成星团中最近的模型点可得到相应的质量 (Almeida et al., 2023)。

以上我们回顾了不同的质量函数的测定方法。可以看到，质量函数的准确测定取决于双星质量的准确测定。换言之，只有双星质量（包括小质比双星的质量）测量准确，才能得到更加精确的质量函数。

1.5.2 疏散星团中双星分布特性的研究方法

现在我们知道，许多恒星都存在于双星中，但只有极少数可以通过望远镜观测直接在图像上区分开来，大多数双星都是不可分辨双星。

早期对不可分辨双星的探测主要依赖于昂贵且耗时的时域观测。例如，对于轨道 *edge-on* 的双星，可以通过掩食现象进行探测；对于双星间距较大的双星，可以通过自行的轨道解算进行判断；对于距离我们较近且轨道倾向于 *edge-on* 的双星，可以通过光谱视向速度的变化进行判定。这些方法可以准确获取一颗双星的轨道信息，但它们都具有一定的选择效应，且非常耗时。对于长周期双星，往往需要长达几十年的持续观测，才能得到可靠的双星信息。因此，并不能对疏散星团进行很好的双星普查。

随着测光数据的增加和精度的提高，特别是 Gaia (Gaia Collaboration et al., 2016) 数据的发布后，越来越多的研究用测光数据对疏散星团的双星进行分析。测光数据容易获取，且数据量庞大，不仅可以对单个疏散星团进行分析，还可以对大样本的疏散星团进行统计分析。测光数据精度的提高，也为双星（尤其是小质比双星）的精确分析提供了可能。

根据对测光数据的使用，研究疏散星团中双星的方法主要可以归为三类：第一类是基于 Gaia 测光数据的 CMD 进行双星分析；第二类是基于光学和红外测光数据组合成的伪颜色图进行双星分析；第三类是结合光学与红外测光数据做光谱能量分布 (SED) 拟合进行双星分析。虽然都是基于测光数据，这三类方法之间仍然存在明显的差异，适用范围和优势各不相同。

1. 基于 Gaia 测光数据的 CMD 分析双星

通过 CMD 探测双星是这三类方法里成本最低、效率最高的方法，每颗星只需要三个波段测光数据就可以确定它们在 CMD 上的位置。将它们与不同质量和质比的模型进行比对，就可以得到它们的质量和质比信息。目前，大多研究是在 Gaia 三个光学波段数据的 CMD 上进行双星分析。如图1-9所示，相同质量但不同质比的双星与单星在 CMD 上会有所区分，质比小于 1 的双星会比它们的主星更红更亮，等质量 ($q = 1$) 双星在颜色上没有变化，但在亮度上比主星亮约 0.75 等。根据如何利用 CMD 获取双星信息，还可以细分为三种方法：

- 最简单的方法，就是在 CMD 上用模型线将其划分为单星区域和双星区域 (Sollima et al., 2010; Milone et al.; Cordoni et al., 2023)。例如，将 $q = 0.6$ 模型线以上的区域划分为双星区域，以下的区域划分为单星区域，通过计数每个区域中的星数，可以得到 $q > 0.6$ 的双星比例。进一步将双星区域划分，可以得到不同质比的区域，通过计数可以获得质比分布 (Cordoni et al., 2023)。这种方法对于大质比双星的研究非常简便有效，但无法对小质比双星进行有效研究，这是由 CMD 本身的局限性导致的。从图 1-9中可以看到， $q = 0.2$ 和 $q = 0.4$ 的双星模型线与单星模型线几乎重合，无法区分 $q < 0.6$ 的双星与单星，直到 $q = 0.6$ 的双星才能和单星明显区分开，因此该方法只能局限于大质比双星的研究。

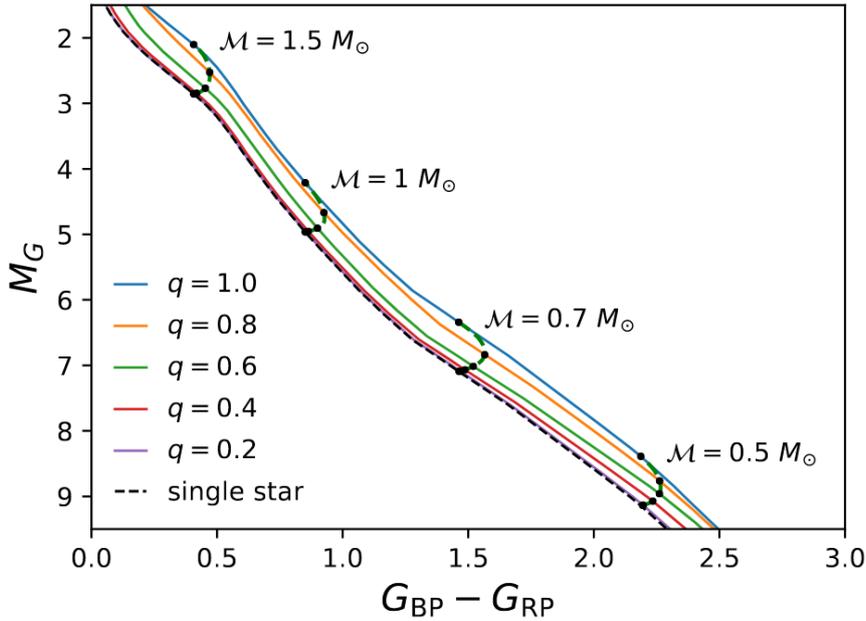


图 1-9 不同质比的双星在 Gaia 数据 CMD 上的位置。黑色虚线代表单星等龄线，不同颜色实线代表不同质比的模型线。绿色虚线分别标记主星质量 $M_1 = 0.5, 0.7, 1, 1.5 M_{\odot}$ 的星 (Li et al., 2020)。

- 上一种方法的主要问题是无法在 CMD 上将小质比双星与单星区分开，也就是说，小质比双星与单星在 CMD 上混合在一起无法分辨。因此，一些研究提出了基于混合模型的方法，以获取双星比例和质比分布参数。这种方法通过假设一定的质量函数、双星比例和质比分布，在 CMD 上构建单星与双星的混合模型 (Li et al., 2020; Niu et al., 2020)，并将其与 CMD 上的数据进行拟合，以获取质量函数斜率、双星比例、质比分布斜率等信息。通过这种方法，可以得到 $q < 0.6$ 的双星信息，如 Li et al. (2020) 将可探测双星质比的下限降至 0.2，远低于其他研究的 0.6。然而，该方法仍然具有一定的局限性，因为其结果基于模型假设。例如，质量函数用一个幂律或者两个幂律描述，质比分布由一个简单的幂律分布描述，不一定符合复杂的情况。例如，一些主星质量范围的质比分布不能仅用一个幂律分布进行描述，还可能存在 twins 双星的超出。因此，该方法只能得到相对的双星分布特性，而无法得到绝对的双星比例和质比分布。

- 不同于上述两个方法只能得到双星整体性质，Almeida et al. (2023) 通过拟合每颗星的质量来进行双星统计分析。他们采用蒙特卡罗方法，利用模型等龄线，在 CMD 上生成大量不同质量和质比的模拟数据；然后通过 CMD 上找观测数据与模拟数据的最短距离来拟合每颗星的质量和质比；在多次迭代后，取所有最佳拟合的中位值作为最后结果。该方法不依赖质量函数和质比分布模型，也不局限于大质比双星的分析，看似完美，实则还是受 CMD 本身性质的限制。再次回顾图 1-9， $q = 0.2$ 和 $q = 0.4$ 的双星模型与单星基本重合，因此在拟合找最短距离时，实际依然无法有效区分小质比双星和单星。然而，这个方法为进行双星分析提供了很好的思路，只要对组成双星的两颗恒星的质量进行很好的测定，

那么就可以得到完整的双星比例和质比分布。

以上，我们回顾了三个基于 CMD 分析双星的方法，各有利弊，但是都有一个共同的问题。尽管利用 CMD 获得双星分布特性非常经济，但是只使用三个波段光学数据，无法准确区分小质比双星和单星。如图 1-9 所示， $q = 0.2$ 的双星序与单星序几乎重叠， $q = 0.4$ 的双星序只在小质量段和单星才有明显区分。这显示只用三个波段光学测光数据不足以区分单星和小质比双星。于是，要想对小质比双星进行更好的分析，红外测光数据的加入就变得非常自然了。

2. 基于 (H-W2) -W1 vs W2(BP-K) 伪颜色图分析双星

仅依赖光学测光数据很难准确地将 $q < 0.6$ 的双星与单星逐一区分，但是结合红外测光数据，可以更好地分辨小质比双星和单星。如图 1-10 所示， $q = 0.1$ 的双星在光学波段的差异几乎接近 0，但是在红外波段可以看到明显的差异。

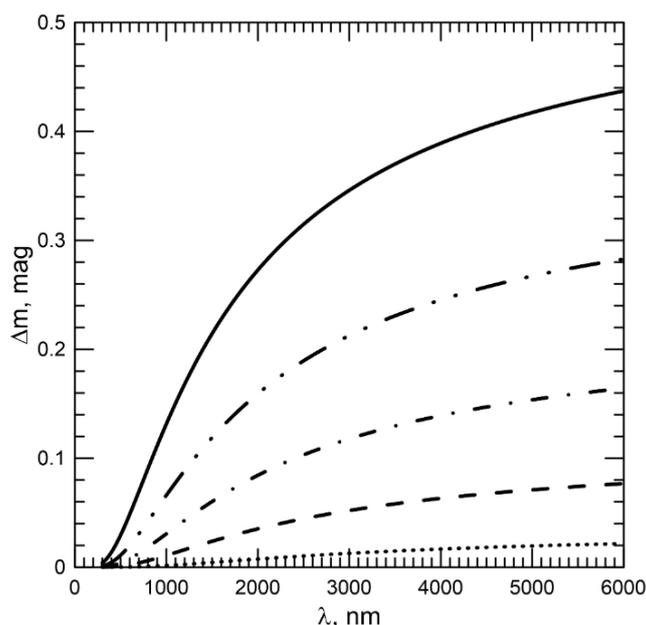


图 1-10 不同质比主星质量为 $1M_{\odot}$ 的双星和单星星等差与波长的关系。从下到上五根线分别代表 $q = 0.1, 0.2, 0.3, 0.4, 0.5$ (Malofeeva et al., 2022)。

Malofeeva et al. (2022) 结合 Gaia、2MASS 和 WISE 数据，尝试了不同的星等组合，最终在 (H-W2) -W1 vs W2(BP-K) 图上发现，可以有效地区分单星和小质比双星，提高对小质比双星探测的灵敏度。如图 1-11 所示， $q = 0.2$ 的模型线与单星模型线可以很好地区分开来。通过对不同质比模型线之间的区域进行计数，可以得到每个质比区间的双星数量，从而得到双星比例和质比分布。

这一方法将对双星可靠分析的质比下限降至 0.2，且不依赖于质比模型。然而，该方法也存在明显的局限性。如图 1-11 所示，在 $M_1 > 1.8M_{\odot}$ 的情况下，双星与单星的模型线无法很好地区分。此外，这张图也显示出，用测光数据分析小质比双星的一个重要障碍，那就是数据与模型之间的偏差问题。如图中所示，在 $M < 0.5M_{\odot}$ 时，单星数据点的脊线明显偏离 $q = 0$ 的单星模型线，这使得在较

小质量段，无法对小质比双星进行很好的分析。如果要用测光数据更好地分析小质比双星，得到完备的双星比例和质比分布，那么就必须先对数据与模型之间的偏差进行修正。

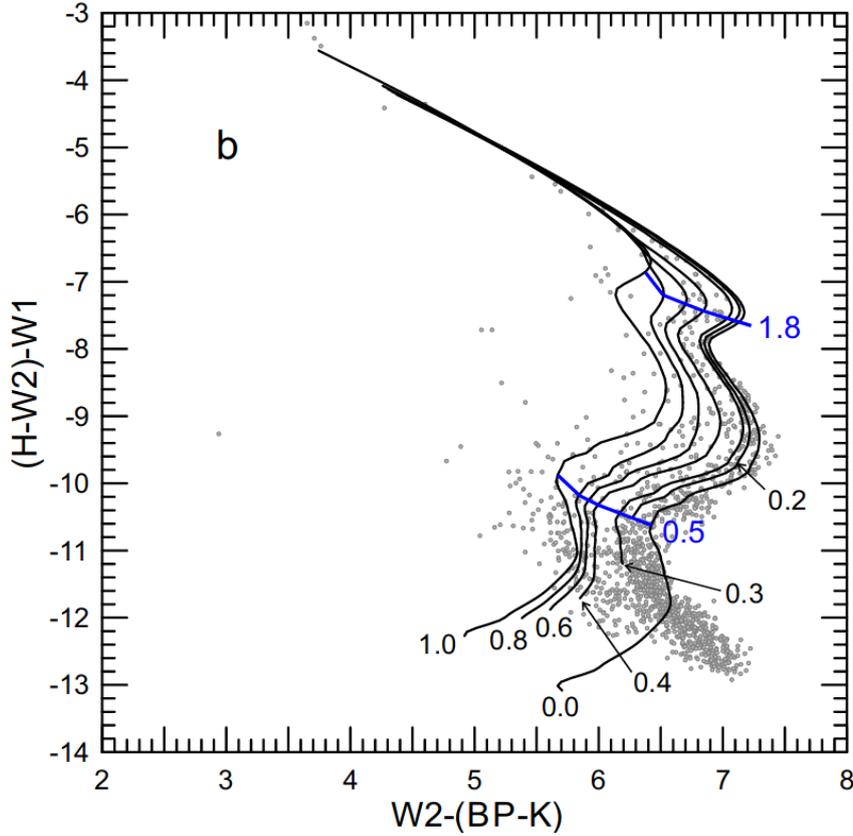


图 1-11 $(H-W2) - W1$ vs $W2(BP-K)$ 伪颜色图。实线代表不同质比的模型线，蓝色线标记了 $M_1 = 0.5, 1.8M_{\odot}$ 的位置。灰色点为数据点 (Malofeeva et al., 2022)。

3. 基于光学与红外测光数据的 SED 拟合分析双星

上一类方法结合光学与红外测光数据在伪颜色图上进行双星分析，虽然可以较好地分析小质比双星，但却无法有效地分析较大质量段的双星。此外，与基于 CMD 的方法类似，该方法仍然局限于在一张图上进行双星分析。考虑到已经使用了多波段数据，采用 SED 拟合实际上更为自然。

Childs et al. (2024) 使用 BASE-9，结合 Gaia DR3、Pan-STARRS 和 2MASS 数据进行 SED 拟合，不仅可以获取星团基本物理参数，还能获得双星的性质。此外，Thompson et al. (2021) 使用 BINOCS，在修正模型后，对光学到中红外测光数据进行 SED 拟合，可以对星团中较大质量范围的双星质量进行精确测量。如图 1-12 所示，通过引入红外数据，能够更好地区分双星和单星，获取更加精确的质量测量。另外，Wallace (2024) 不仅进行 SED 拟合，还加入了 Gaia 视差数据作为限制条件，使其方法不仅适用于星团的双星分析，还可用于场星的研究。相对于伪颜色图法，SED 拟合不仅可以在更大质量范围内进行小质比双星的分析，还可以得到每颗星的质量测量。

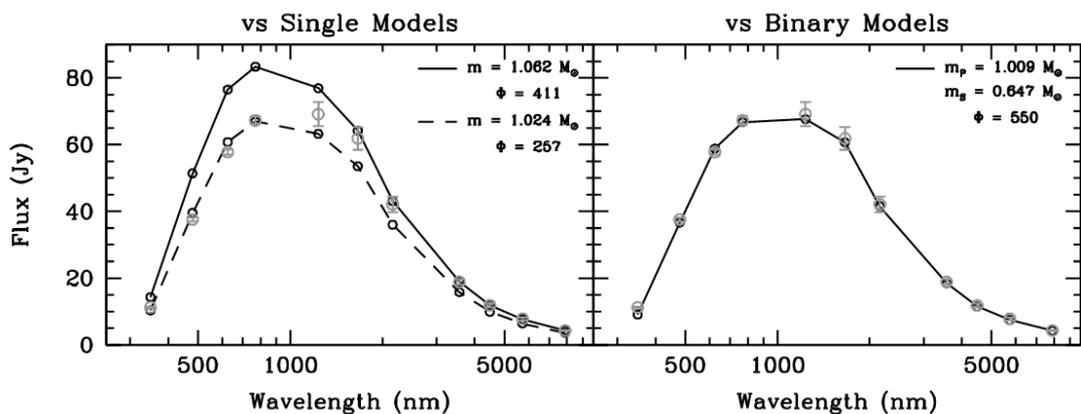


图 1-12 分别用单星和双星模型对双星进行 SED 拟合结果的对比。左图是用单星模型对双星进行 SED 拟合的结果，灰色点是数据点，虚线和实线分别代表 $1.062 M_{\odot}$ 和 $1.024 M_{\odot}$ 的单星模型。右图是用双星模型拟合的结果，黑色实线代表主星质量为 $1.009 M_{\odot}$ 、次星质量为 $0.647 M_{\odot}$ 的双星模型 (Thompson et al., 2021)。

然而现有的方法得到的双星比例依然有一个较高的质比下限。例如 Thompson et al. (2021) 的最小 q_{lim} 为 0.3, Childs et al. (2024) 和 Wallace (2024) 的 q_{lim} 分别为 0.4、0.5。这一方面可能来自于数据与模型的偏差，另一方面还受拟合和双星判断方法的限制。目前的拟合方法大多只能得到最佳拟合值，即使采用贝叶斯方法得到某颗星质量拟合的概率密度分布 (PDF)，也只取 PDF 的中位值来判断该星是否是双星，这样的拟合和分析方式会使得小质比双星和单星的区分出现误判。

通过对以上三类方法的对比，我们可以看到，仅仅使用光学测光数据很难准确区分 $q < 0.6$ 的双星与单星。然而，一旦加入红外测光数据，对双星质量的准确测量的质比下限就可以降至 0.3 甚至是 0.2。尽管如此，仍然存在一些问题限制着对更小质比双星的有效探测：一方面，数据与模型之间存在明显偏差（具体见第2章和第3章），这会导致无法有效地分析小质比双星；另一方面，现有的方法大多仍采用最佳拟合值或者参数概率密度分布的中位值来进行双星的判定，在观测误差的影响下，这种判定方式容易出现误判。因此，要进一步降低双星质量准确测量的质比下限，需要同时解决这两个问题。一旦解决这两个问题，不仅可以得到更加完整的双星比例和质比分布，对质量函数的测定也会更加准确。更有意思的是，还可以得到准确的次星质量函数。

1.6 本文的研究动机和主要内容

综上所述，恒星质量函数和双星分布特性（双星比例和双星质比分布）的测定对研究星团动力学演化至关重要。然而，目前对小质比双星的探测仍然十分困难，这不仅对双星分布特性的准确测定造成影响，还会导致质量函数的测量不准确。目前，用测光数据研究双星的方法普遍存在一个质比下限 q_{lim} 。大部分工作中， $q_{\text{lim}} = 0.6$ ，少数研究通过基于贝叶斯统计框架的混合模型或者增加红外数据将 q_{lim} 降至 0.2，但是对于 $q < 0.2$ 双星仍然无法进行准确探测。而要得到完整的双星比例和质比分布，并获得更准确的质量函数，需要对所有的双星，包括 $q < 0.2$ 的双星，进行准确的质量测量。

为了实现以上目标，我们对已有的光谱能量分布（SED）拟合质量的方法进行了改进。首先，我们修正了数据与模型的偏差，然后在固定星团基本物理参数（年龄、金属丰度、消光、距离）的情况下，利用贝叶斯统计方法拟合光学和近红外测光数据，得到每个成员星的主星质量和质比的概率密度分布（PDF）。通过堆叠所有星的 PDF，我们得到了星团“完全”的 PDF。基于这个 PDF 分析，我们对双星次星质量准确测量的下限只取决于 SED 模型的最小质量，这使得我们可以将双星准确探测的下限降至最低，从而获得更完整的双星比例和质比分布。此外，对次星质量的准确测量也使得我们可以得到准确的次星质量函数，从而拓展了对质量函数研究的范围，揭示了更完整的恒星质量分布。本文中，我们将这一方法应用于昴星团，采用 Gaia DR3 和 2MASS 数据，对昴星团的双星分布特性和质量函数进行分析，并进一步讨论了昴星团的动力学演化效应。

本文的主要内容分为四个部分。第一部分是对观测数据与理论模型的介绍和预处理：第2章先介绍我们使用的观测数据，然后介绍如何用 Gaia 天体测量数据对昴星团进行成员星判定；第3章先介绍不同的恒星演化模型，然后重点介绍我们使用的 PARSEC1.2s 模型，最后介绍我们用 PARSEC1.2s 对昴星团基本物理参数的推断。第二部分是我们的恒星质量拟合方法及结果：在第4章，我们先介绍数据修正方法和修正结果，然后介绍如何用贝叶斯统计进行 SED 拟合获取单星与双星的质量；在第5章，我们先展示每颗星的拟合结果，包括主星质量、质比的最佳拟合值和误差以及双星概率，然后展示星团所有星堆叠的主星质量和质比二维概率密度分布。第三部分是基于我们的质量拟合结果进行进一步分析和讨论：第6章是对昴星团双星比例、质比分布的分析与讨论；第7章是对昴星团质量函数的分析与讨论；第8章是对昴星团的动力学演化的分析。第四部分，第9章是对我们工作的总结与展望。

第2章 观测数据与昴星团的运动学成员星判定

提取观测数据中的重要物理信息（如恒星年龄、质量等）对于天文研究至关重要。在过去几十年里，随着高新技术的快速发展，观测精度得到了显著提高，这大大促进了天文研究的进展。本章中，我们介绍了本文采用的数据来源以及昴星团运动学成员星判定的方法。第2.1节介绍 Gaia 巡天项目包括它的数据及测光数据定标结果；第2.2节介绍了 2MASS 巡天项目及其数据；第2.3节介绍了我们使用 Gaia 天体测量数据对昴星团的运动学成员星判定；最后是本章小结。

2.1 Gaia 巡天项目

Gaia 是欧洲空间局于 2013 年发射的一个天体测量卫星，其工作位置位于拉格朗日 L2 点附近。它的主要任务是观测银河系及银河系邻近地区的 10 亿颗恒星，以协助科学家绘制出银河系的三维地图。通过这一地图，我们可以获取这些恒星的位置、亮度、温度和成分等信息，进而更深入地了解银河系的起源、结构和演变过程。图2-1展示了 Gaia 观测的恒星在全天的分布。

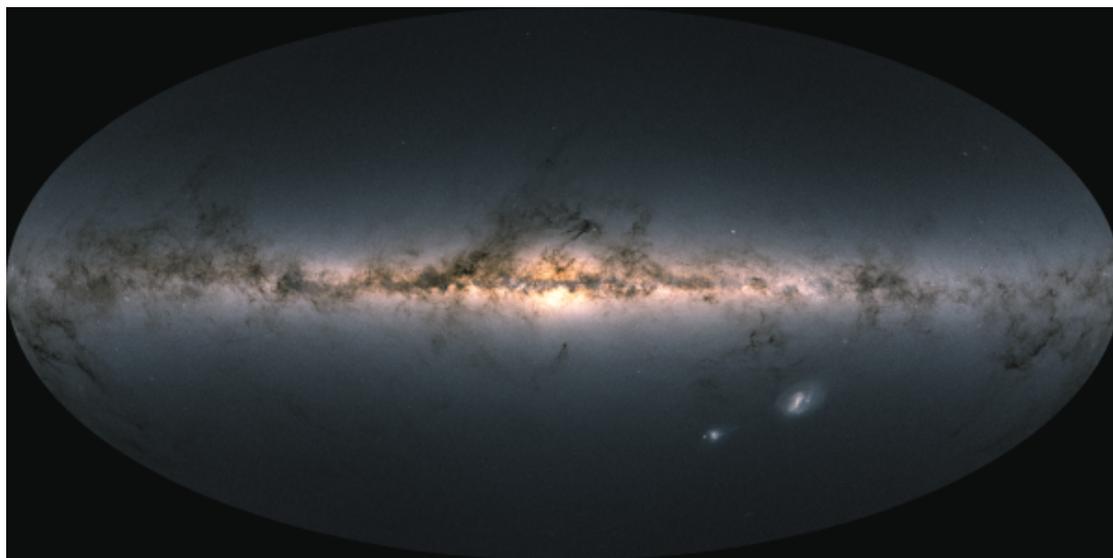


图 2-1 Gaia DR3 全天星图。来源：ESA / Gaia / DPAC；CC BY-SA 3.0 IGO

2.1.1 Gaia 数据

相较于 20 世纪 90 年代的 Hipparcos，Gaia 对恒星位置与运动的测量精度是前者的 200 倍，且产生的数据量是前者的 10000 倍，极大地拓展了我们对银河系的认知。

截至目前，Gaia 已经发布了四个天体目录：包含 11 亿个天体的 DR1、包含 17 亿个天体的 DR2 以及包含 18 亿个天体的 EDR3 和 DR3：

• DR1 和 DR2 的数据发布为天文学界带来了丰富宝贵的资源，为疏散星团的研究开启了崭新的发展前景。利用 Gaia 提供的高精度天体测量数据，如位置、视差和自行等，可以有效区分疏散星团成员星和场星 (Gaia Collaboration et al., 2018)。这推动了更多疏散星团的发现 (Castro-Ginard et al., 2020)，并促使对现有疏散星团星表的重新分类 (Cantat-Gaudin et al., 2020)。

• EDR3 版本数据的包含了前 34 个月的观测数据 (Gaia Collaboration et al., 2021)，提供了更精确的天体测量观测和高精度测光数据。DR3 在 EDR3 的基础上不仅增加了视向速度、线宽和 GRVS 星等的测量，还提供了天体物理参数和变星的详细数据。此外，DR3 还扩充了非单星、类星体和星系候选体的数据集，并附带相关的特征描述，为天文学研究提供了更全面和深入的资源。

本文采用了 Gaia DR3 的天体测量和测光数据，以下主要介绍这些数据：

• 表2-1展示了 Gaia DR3 的天体测量不确定度，在亮于 17 等的情况下，Gaia 位置、视差和自行的精度达到 0.01 的量级。这意味着 Gaia 能够提供更为精细、准确的恒星位置和运动轨迹数据。通过对位置、时长和自行空间的聚类分析，我们能够更好地确定疏散星团的成员星。

表 2-1 Gaia DR3 天体测量数据的不确定度

	$G < 15\text{mag}$	$G = 17\text{mag}$	$G = 20\text{mag}$	$G = 21\text{mag}$
位置 (mas)	0.01-0.02	0.05	0.4	1.0
视差 (mas)	0.02-0.03	0.07	0.5	1.3
自行 (mas/yr)	0.02 - 0.03	0.07	0.5	1.4

• Gaia 的测光数据涵盖三个波段： G 、 G_{BP} 和 G_{RP} ，对应有效波长分别为 6390.21、5182.58 和 7825.08 Å。其中， G_{BP} 、 G_{RP} 是由光谱卷积滤光片得到的。这三个波段的透过率曲线见图2-2。表2-2列出了 Gaia DR3 3 个波段的测光精度，在 G 波段星等亮于 17 等的情况下，Gaia DR3 的测光精度可以达到 mmag 量级。这使得我们可以更好地通过多波段测光数据区分双星和单星。如图2-3所示，在 Gaia 三个波段的颜色——星等图 (CMD) 上，可以较好地地区分质比 $q > 0.6$ 的双星和单星。

表 2-2 Gaia DR3 测光数据的不确定度

	$G < 13\text{mag}$	$G = 17\text{mag}$	$G = 20\text{mag}$
G (mmag)	0.3	1	6
G_{BP} (mmag)	0.9	12	108
G_{RP} (mmag)	0.6	6	52

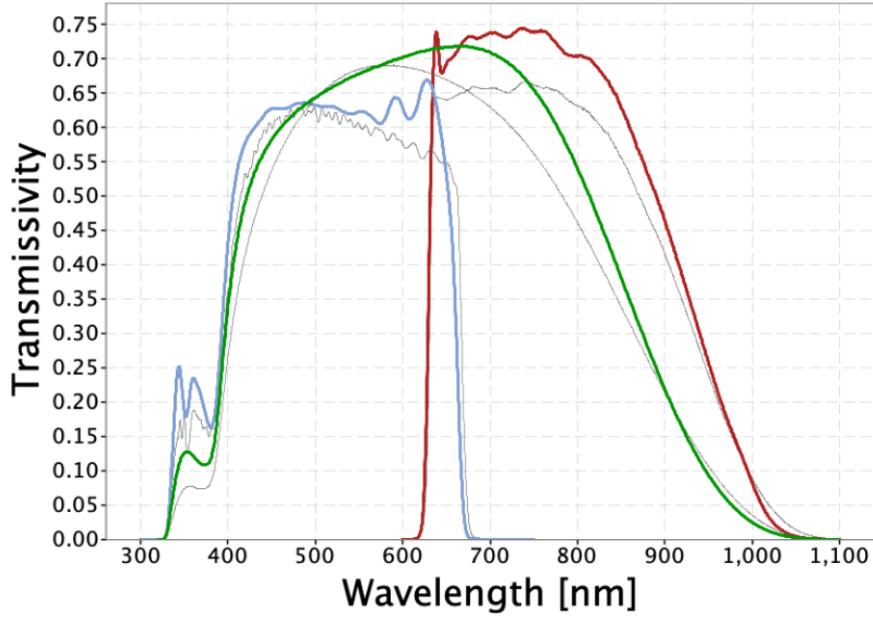


图 2-2 Gaia DR3 三个测光数据的透过率曲线。蓝、绿、红色曲线分别代表 G_{BP} 、 G 、 G_{RP} 三个波段，灰色曲线代表地面定标的透过率曲线 (Riello et al., 2021)。

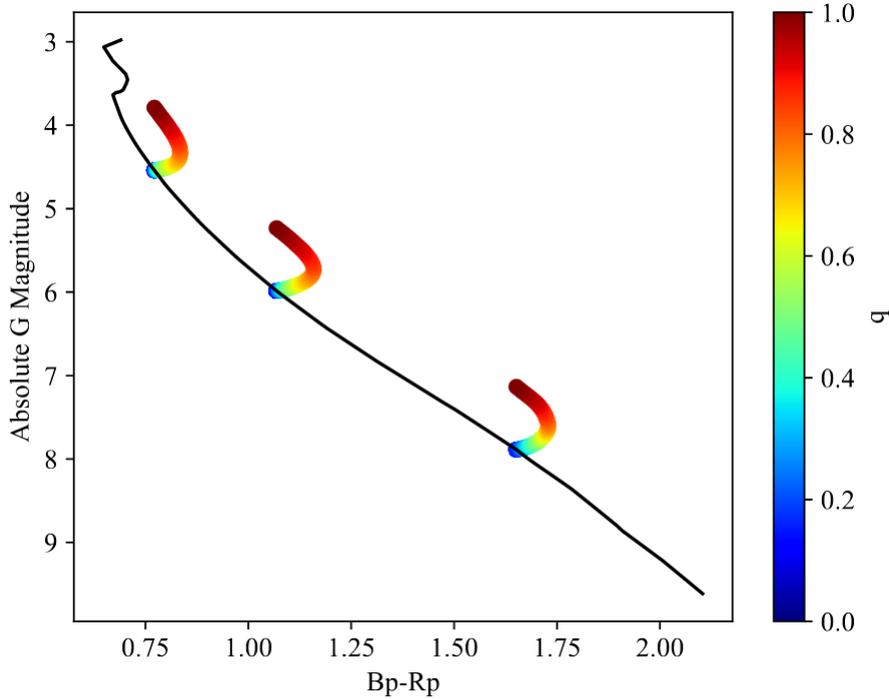


图 2-3 双星在 CMD 上的位置。横坐标是 Gaia 颜色，纵坐标是 G 波段绝对星等，黑线是代表单星的等龄线，从下到上的三条彩线分别代表主星质量为 0.6 、 0.8 和 $1.0 M_{\odot}$ 的双星，不同颜色代表不同质比 (Wallace, 2024)。

2.1.2 Gaia 测光数据的流量定标

Gaia 提供了高精度的测光数据，这不仅得益于高精度的仪器，还有赖于有效的流量定标 (Weiler et al., 2018; Evans et al., 2018; Riello et al., 2021; Montegriffo et al., 2023)。除了常规的背景扣除和标准星定标外，Gaia 还采用一系列复杂的方法对测光数据滤光片的透过率曲线进行了修正 (见图2-2)，因为随着时间的变化，滤光片的透过率曲线会发生微小的变化。

图2-4展示了 10 万颗星 Gaia DR3 测光结果与使用修正滤光片对 BP 和 RP 光谱卷积得到的合成星等之间的残差。从右图来看，残差与颜色的关系并不明显，但是从左图可以看出，残差与星等存在明显相关性，特别是对于 $G > 16.5\text{mag}$ 的暗星，残差偏离较大。Montegriffo et al. (2023) 指出，这种偏差可能来自于测光，也可能来自 BP 和 RP 光谱中的背景偏差。由于无法确定这种偏差的确切来源，因此无法从源头上进行有效的校准。这需要在后续对测光数据进行修正 (具体见第4)。

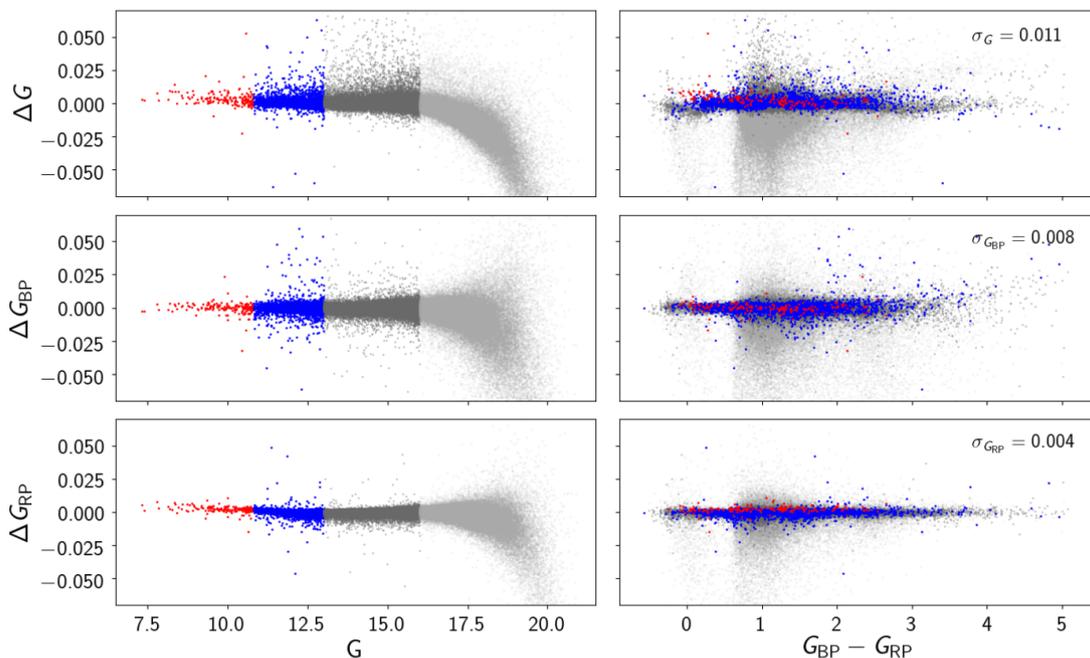


图 2-4 Gaia DR3 测光结果与合成星等的残差。红色、蓝色、深灰色和浅灰色对应的星等范围是: $G < 10.8\text{mag}$ 、 $10.8\text{mag} < G < 13\text{mag}$ 、 $13\text{mag} < G < 16\text{mag}$ 和 $G > 16\text{mag}$ ，左图是残差与星等的关系，右图是残差与颜色的关系 (Riello et al., 2021)。

2.2 2MASS 巡天项目

2MASS (Two Micron All Sky Survey) 是一项红外巡天项目。它使用两个 1.3 米望远镜，分别位于美国亚利桑那州的基洛普山天文台和智利的拉西拉天文台，于 1997 年至 2001 年期间进行观测。其目标是绘制整个天空的红外图像，并收集有关天空中恒星、星系和其他天体的数据。该巡天涵盖了波长范围从 1 至 2 微

米的红外光谱，使其能够观测到许多传统光学望远镜无法探测到的天体，例如被尘埃遮蔽的恒星和星系、星云以及红外辐射强烈的天体。图2-5展示了2MASS观测的点源在全天的分布。

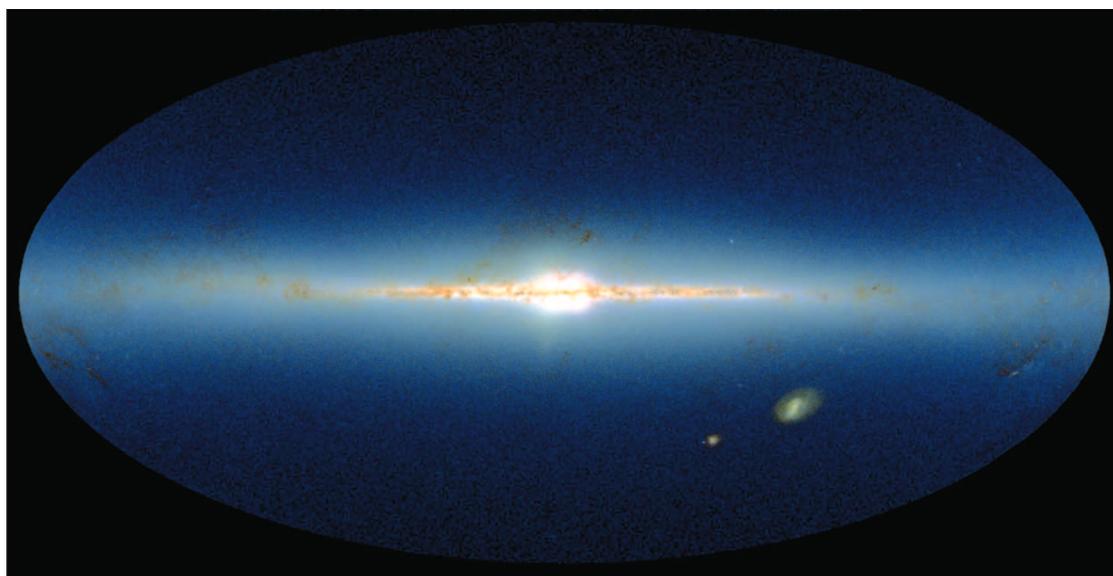


图 2-5 2MASS 点源的全天星图 (Skrutskie et al., 2006)。

2MASS 扫描了 70% 的天空，提供了广泛的数据产品，包括红外图像、星表和光谱信息。这些数据对于研究星系结构、恒星形成、银河系结构以及宇宙学等领域都非常有价值。2MASS 星表 (Skrutskie et al., 2006) 中提供了近红外 J 、 H 和 K_s 星等。 J 、 H 和 K_s 的透过率曲线见图2-6，其有效波长分别为 1.25 、 1.65 和 $2.17\mu\text{m}$ 。点源信噪比为 10 对应三个波段的极限星等分别为 15.8、15.1、14.3mag，信噪比大于 20 的点源测光精度约为 5%。

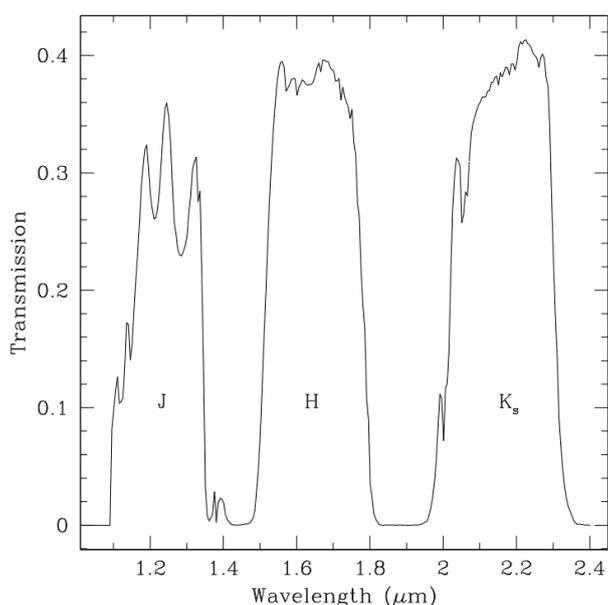


图 2-6 2MASS J 、 H 和 K_s 的透过率曲线 (Skrutskie et al., 2006)。

红外测光数据对于研究 $q < 0.2$ 的小质比双星非常重要，因为双星中的次星通常比主星更红，所以双星在红外波段可能会和单星有明显的差异。如图2-7所示，在主星质量大于 $0.5M_{\odot}$ 时，左图中 Gaia 数据的 CMD 上， $q = 0.2, 0.4$ 的双星模型与单星几乎重叠；但在右图中 2MASS 的 CMD 上， $q = 0.2$ 的模型线与单星并没有完全重合，且 $q = 0.4$ 的双星模型与单星有明显区别。在主星质量小于 $0.5M_{\odot}$ 时，2MASS 数据无法区分单星和双星，而 Gaia 数据却能够较好地地区分 $q = 0.4$ 的双星与单星。因此，结合 Gaia 和 2MASS 的测光数据，可以更好地分析 $q < 0.2$ 的小质比双星。

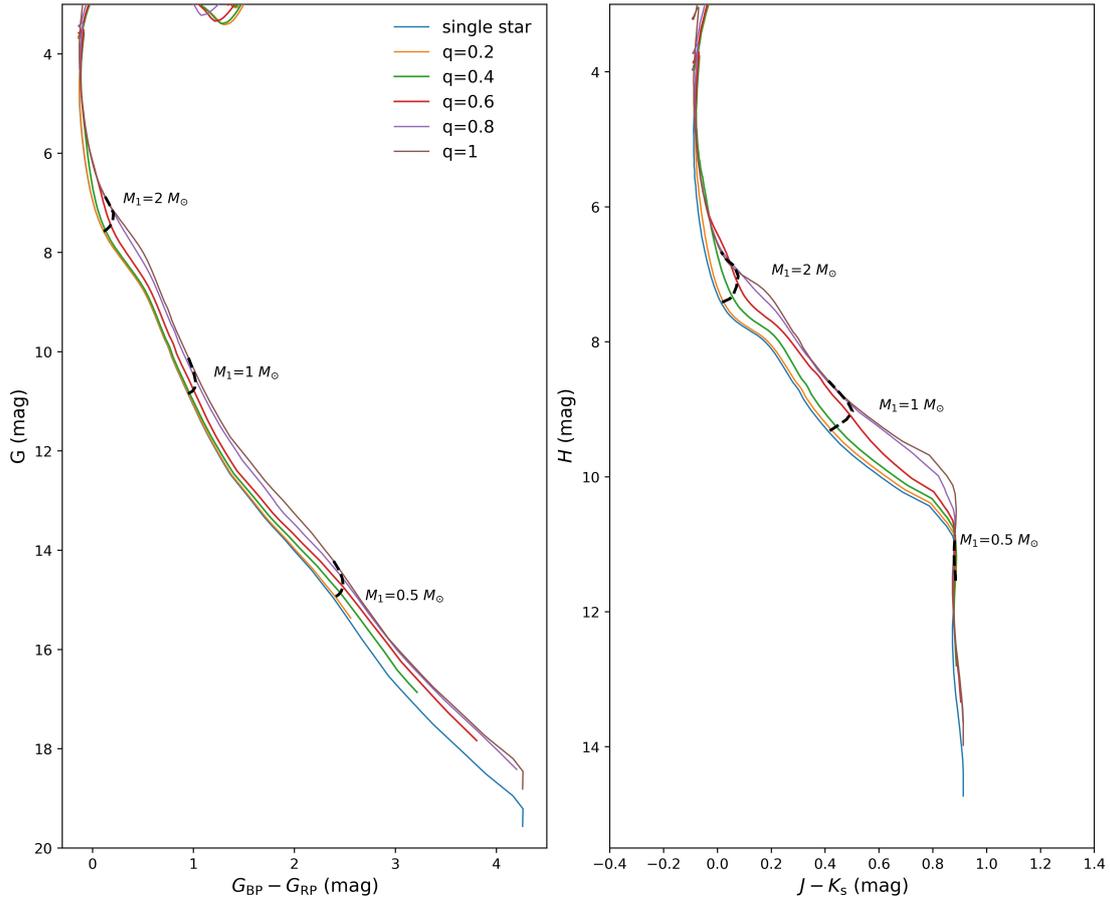


图 2-7 不同质比双星在 Gaia 和 2MASS 的 CMD 上的位置。左图是 Gaia 的 CMD，右图是 2MASS 的 CMD。彩色实线代表不同质比的模型线，黑色虚线标记了 3 个不同的主星质量。

2.3 昴星团的运动学成员星判定

昴星团的赤道坐标为 (56.601, 24.114)，距离为 130-140pc (Southworth et al., 2005; Melis et al., 2014)。本文基于 Gaia DR3 (Gaia Collaboration et al., 2016, 2023; Babusiaux et al., 2023) 和 2MASS (Skrutskie et al., 2006) 的测光数据，对昴星团的双星分布特性和质量函数进行研究，因此需要先对昴星团的成员星进行筛选和判断。

首先，我们选取以昴星团坐标为中心半径为 8.9° 范围内且视差在 $6.1\text{-}8.6\text{mas}$ 之间的恒星，其中， $G < 19\text{mag}$ 的星共有 6041 颗。接着，我们利用 Gaia 提供的 5 维数据 (空间位置、自行和视差)，进行两成分混合模型拟合 (Shao et al. 2024 in preparation)，得到每颗恒星属于昴星团的动力学成员概率 P_k 。如图2-8所示，该方法对场星和成员星的区分度很高。我们剔除 $P_k < 0.01$ 的绝对场星，以避免遗漏少数距离分布较远的成员星。

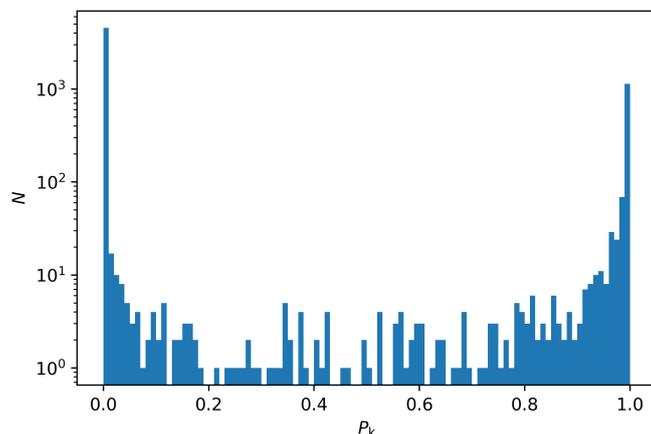


图 2-8 动力学成员概率的分布直方图。在 0-1 之间共分为 100 段，每段间隔为 0.01。

我们得到成员概率大于 0.01 的星共计 1499 颗，如图2-9中彩色点所示。这些星不仅在坐标空间和视差空间上聚集度较高，而且在自行空间表现出极高的聚集程度。这 1499 颗星中，有 1473 颗同时拥有 Gaia 三个波段的数据；同时具备 Gaia 和 2MASS 三个波段的星有 1464 颗，占比 99.4%。我们将利用这 1473 颗星来确定星团的年龄、距离等基本参数，并进行质量拟合 (具体见第3章和第4章)。这些星的运动学成员概率之和 $\sum P_k = 1353$ ，这意味着其中有 120 颗星可能是场星。在后续的质量拟合过程中，我们将利用最佳拟合优度 χ_{dof}^2 进一步剔除这些可能的场星 (具体见第5章)。

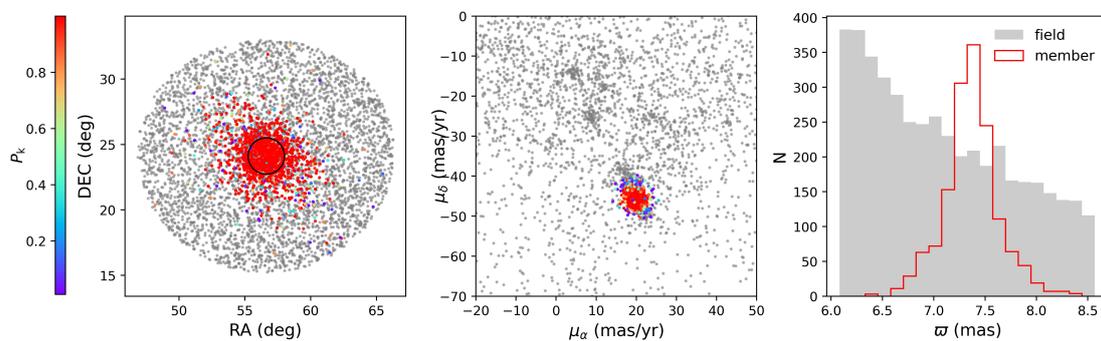


图 2-9 昴星团成员星在赤道坐标位置、自行空间和视差上的分布。灰色代表场星，彩色代表运动学成员概率大于 0.01 的星，位置分布图上的黑色圆圈代表半数目半径 $R_{50} = 1.38^\circ$ 的范围。

2.4 本章小结

本文采用 Gaia DR3 的天体测量数据和 G 、 G_{BP} 、 G_{RP} 测光数据，同时结合 2MASS 的 J 、 H 、 K_s 红外测光数据，对昴星团内的双星分布特性和质量函数进行分析。

我们利用 Gaia DR3 提供的赤道坐标、视差和自行，进行两成份混合模型拟合，得到每颗星属于昴星团的运动学成员概率。我们选取其中运动学成员概率大于 0.01 且同时拥有 Gaia 三个波段的 1473 颗星作为后续分析的初步样本。

结合 Gaia 和 2MASS 测光数据，我们能够更好地区分质比 $q < 0.2$ 的小质比双星和单星。然而，目前的测光数据定标还存在一些问题，例如 Gaia 测光数据在 $G > 16\text{mag}$ 时存在明显的偏差，并且无法确定偏差来源。这会给双星的分析产生影响，因此需要在后续对其进行修正。

第3章 恒星演化模型与昴星团基本参数的推断

从测光数据中提取恒星的性质依赖于准确的恒星演化模型。恒星演化模型综合考虑了恒星演化的各种物理过程，如核反应、对流等。经过严格的计算和验证，这些模型能够可靠地预测恒星的性质。例如，这些模型考虑了恒星质量、年龄、金属丰度等多个物理参数，可以预测恒星的光谱。结合不同的滤光片，就可给出不同波段的星等预测。通过将测光数据与不同物理参数的恒星模型星等进行比对，我们可以获取恒星的物理参数。因此，对恒星参数的准确推断高度依赖于恒星模型的准确性。

本章，我们介绍本文采用的恒星演化模型和利用这个模型对昴星团基本参数的推断。本章结构如下：在第3.1节，我们对比了不同的恒星演化模型；在第3.2节，我们重点介绍采用的 PARSEC1.2s 模型；在第3.3节，我们利用 PARSEC1.2s 获取昴星团的年龄、距离等基本参数；最后，是本章小结。

3.1 不同的恒星演化模型与观测数据的对比

目前存在多种恒星演化模型，其中较为常用的有7种：PARSEC (Marigo et al., 2017)、YaPSI (Spada et al., 2017)、BaSTI (Hidalgo et al., 2018)、BHAC (Baraffe et al., 2015)、MIST (Choi et al., 2016)、Dartmouth (Dotter et al., 2007) 和 Padova (Girardi et al., 2002)。由于输入物理的差异，这些模型得到的等龄线会有明显差异 (Valle et al., 2013)。

图3-1和图3-2展示了不同模型与不同数据的对比。图3-1中展示了用前五个模型对同一个星团 NGC 3532 的最佳拟合结果，5条不同颜色的线代表5个不同的最佳拟合模型线。可以看到，不同模型之间存在明显差异，尤其是在小质量段。此外，所有模型线在每个颜色-星等图 (CMD) 上与数据点都存在一定的差异，即这些模型与不同数据之间都存在一定的偏差。图3-2展示了 PARSEC 模型和最后两个模型与观测数据的差异，不过不是与 NGC 3532 数据的对比，而是与 NGC 2682 和 NGC 2099 的对比。可以看到，不仅不同模型之间有差异，模型与数据之间也存在明显的偏差，尤其在暗端。

综合对比后，我们发现，不同模型之间存在明显差异，并且与观测数据也都有明显偏差，尤其是在小质量段。这种偏差，不仅存在于特定星团中，而且在不同星团中普遍存在。因此，从模型的准确性角度来说，并没有哪个模型是最优的。然而，在这些模型中，PARSEC 的模型质量范围最广，最小质量可达 $0.09M_{\odot}$ ，这对于利用模型合成双星星等有着很大的优势。利用 PARSEC 模型可合成质比较小的双星，因此可以拟合小质比双星质量。基于这一优势，本文选择采用 PARSEC 模型进行双星质量拟合。接下来，我们将对 PARSEC 模型进行详细介绍。

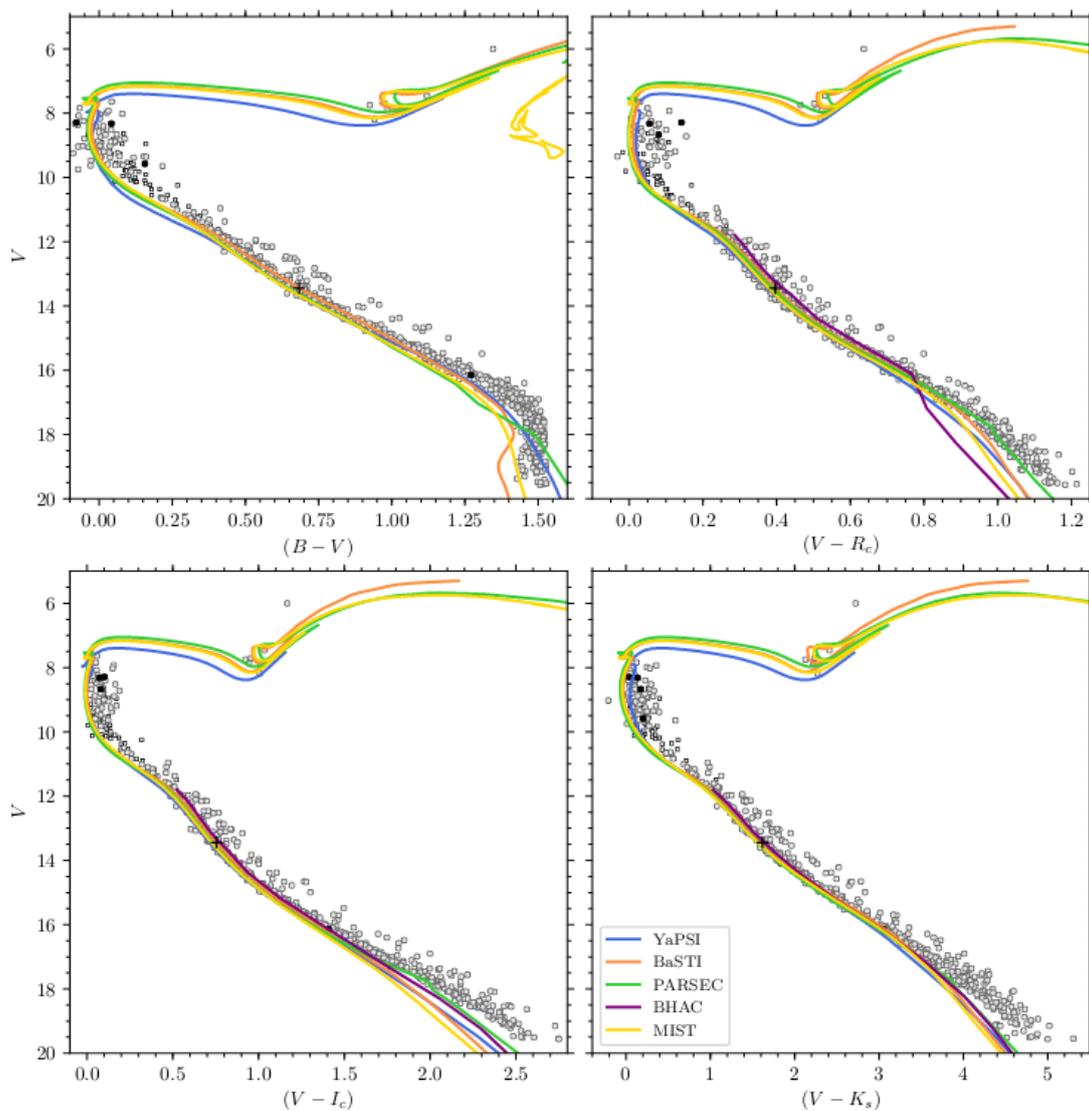


图 3-1 疏散星团 NGC 3532 的 CMD 与不同理论模型的对比。不同颜色代表用不同模型拟合得到的最佳拟合模型，四个子图代表不同颜色的 CMD(Fritzewski et al., 2019)。

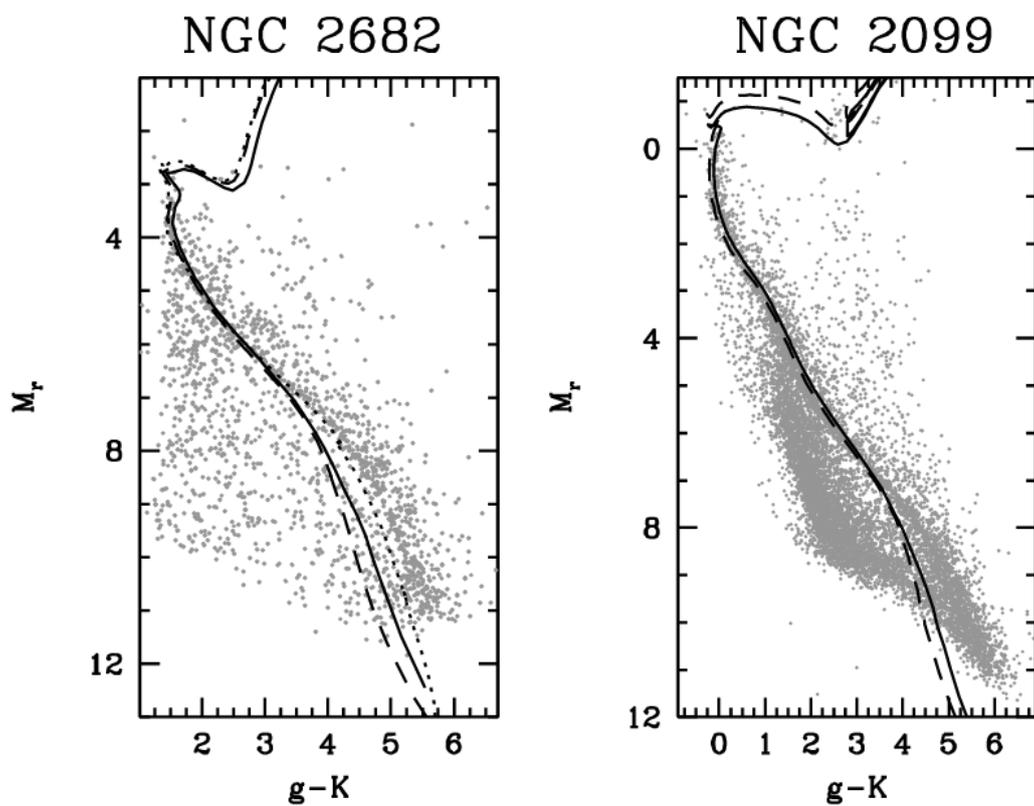


图 3-2 NGC 2682 和 NGC 2099 的 CMD 与不同理论模型的对比。点线、实线、虚线分别代表 Dartmouth、Padova、PARSEC 的最佳拟合模型线 (Thompson et al., 2021)。

3.2 PARSEC 模型

我们采用的恒星演化模型是 PARSEC 模型，由意大利帕多瓦大学和意大利里雅斯特天文台的天文学家共同开发。PARSEC 模型使用先进的物理参数和演化方程，通过数值模拟来研究恒星从形成到死亡的整个演化过程。其特点包括对恒星内部结构、核反应、光度和颜色等参数的准确建模。考虑了恒星的质量、金属丰度、年龄等因素对恒星演化的影响，因此可以用于模拟各种不同类型和质量的恒星的演化轨迹。PARSEC 模型在天文学研究中得到了广泛的应用，特别是在恒星和星团的形成、演化和年龄测量等领域。它为理解恒星演化的物理过程提供了重要的理论基础，与观测数据相结合，可以帮助我们更好地理解宇宙中恒星的性质和行为。

PARSEC 是一个不断更新迭代的模型，目前已经更新到 2.0 版本。2.0 版本包含了恒星自旋的效应，但是金属丰度范围较窄 ($-0.58 \leq [M/H] \leq +0.07$)，因此我们选择使用较早的 1.2s 版本。PARSEC1.2s 的金属丰度范围较宽 ($-2.2 \leq [M/H] \leq +0.5$)，能够更好地拟合星团的年龄、金属丰度等参数。

PARSEC1.2s 相较于更早的版本已经经过了大量提升 (Chen et al., 2014; Tang et al., 2014; Chen et al., 2015; Fu et al., 2016, 2018; Chen et al., 2019)。其中，Chen et al. (2014) 对小质量段的模型进行了进一步的提升，使其与测光数据的偏差大大缩小 (见图3-3)。此外，Chen et al. (2019) 还尝试针对所有滤光片 (包括 Gaia) 对光谱库进行了热改正，以提高模型与观测数据的匹配度。如图3-4所示，经过改正后的模型线与昴星团的数据已经有了较好的匹配度，但是在小质量段仍然存在明显的差异。这差异一部分来自于 Gaia 测光数据本身的不确定性，另一部分可能来自模型的修正还不够完美。

不过，目前的模型与观测数据之间的差异对星团整体年龄、金属丰度、消光和距离的推断影响并不大，因为星团的这些基本性质受整体等龄线形状影响。因此，我们仍然可以用并不完美的模型等龄线去拟合星团基本参数。至于在部分质量段的偏差，我们可以在后续进行修正以降低其对双星质量拟合的影响。

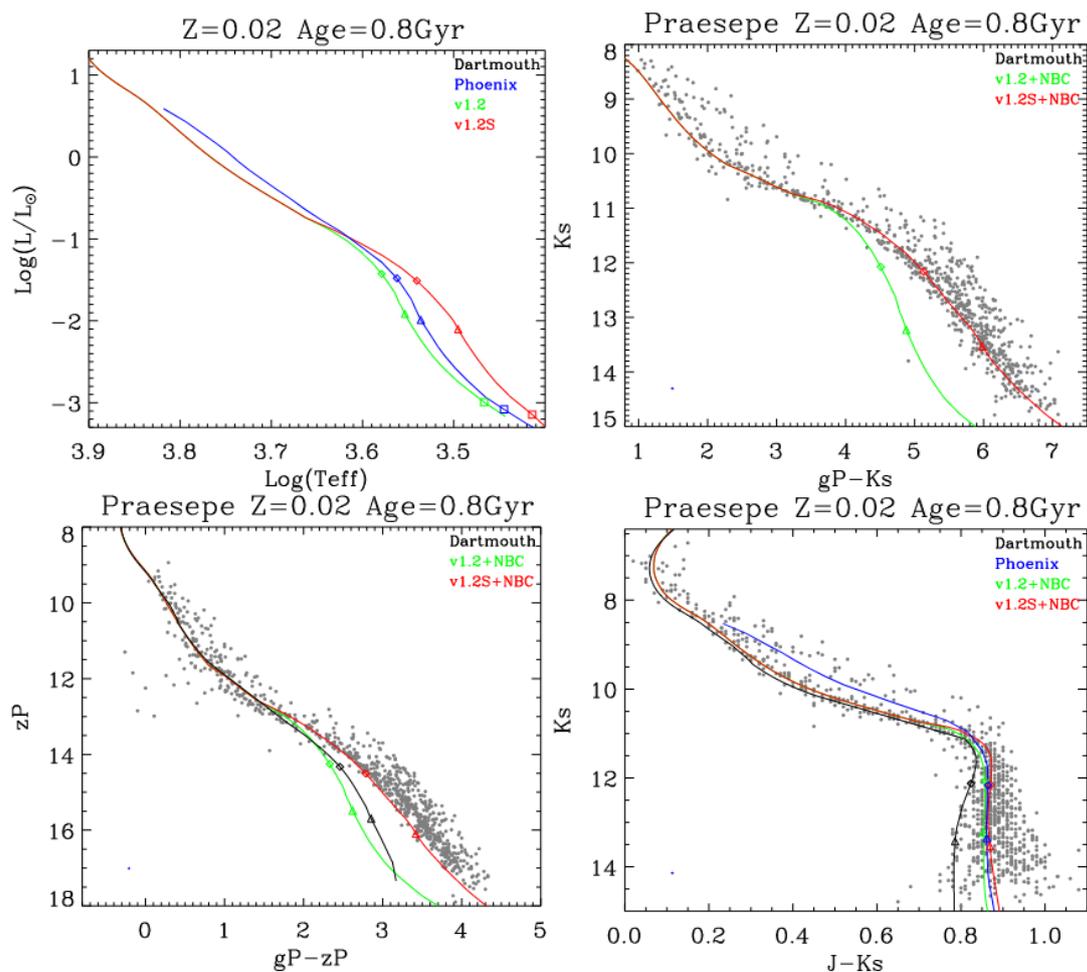


图 3-3 不同版本 PARSEC 及其他模型与观测数据的对比。PARSEC v1.2s 是对 v1.2 的改进版本 (Chen et al., 2014)。

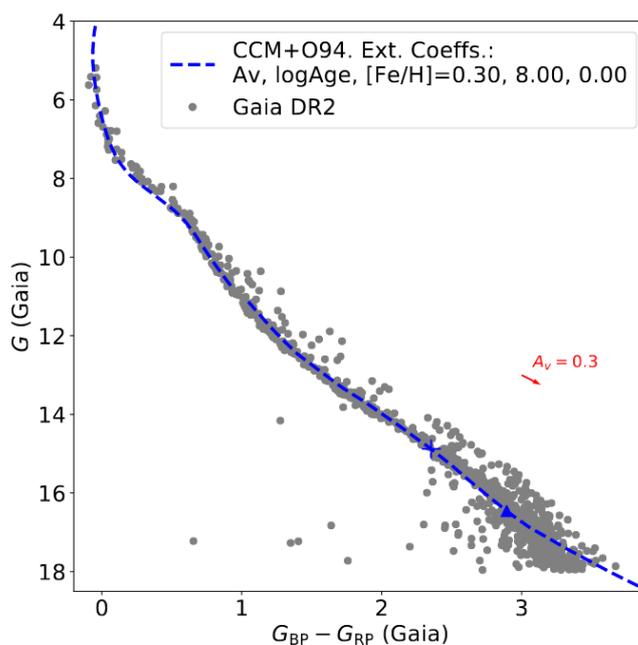


图 3-4 热改正后的 PARSEC 模型与昴星团 Gaia 测光数据的对比 (Chen et al., 2019)。

3.3 昴星团基本参数的推断

本文采用 PARSEC1.2s (Bressan et al., 2012) 的等龄线模板拟合昴星团的年龄等基本物理参数。在上一章中, 我们选取了运动学成员概率大于 0.01 的星作为初步分析的样本, 因此可能会混入一些场星。为了更好地获取星团参数, 我们采用 Li et al. (2022) 的方法进行等龄线拟合。他们在 CMD 上构建场星、单星与双星混合模型, 与观测数据进行拟合, 可以得到准确的星团参数。

拟合时, 我们只拟合 $G < 16\text{mag}$ 的数据, 因为暗于 16 等的数据存在较大不确定性 (Riello et al., 2021)。拟合参数金属丰度和消光参考已有的光谱分析结果, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.1$ (Fu et al., 2022), $A_v = 0.12$ (Curtis et al., 2020)。固定金属丰度与消光后, 拟合年龄和距离模数, 我们得到昴星团的最佳拟合年龄为 $\log(\text{Age}/\text{yr}) = 8.023$, 距离模数为 $\text{DM} = 5.695$ 。最佳拟合模型与观测数据的对比见图 3-5。

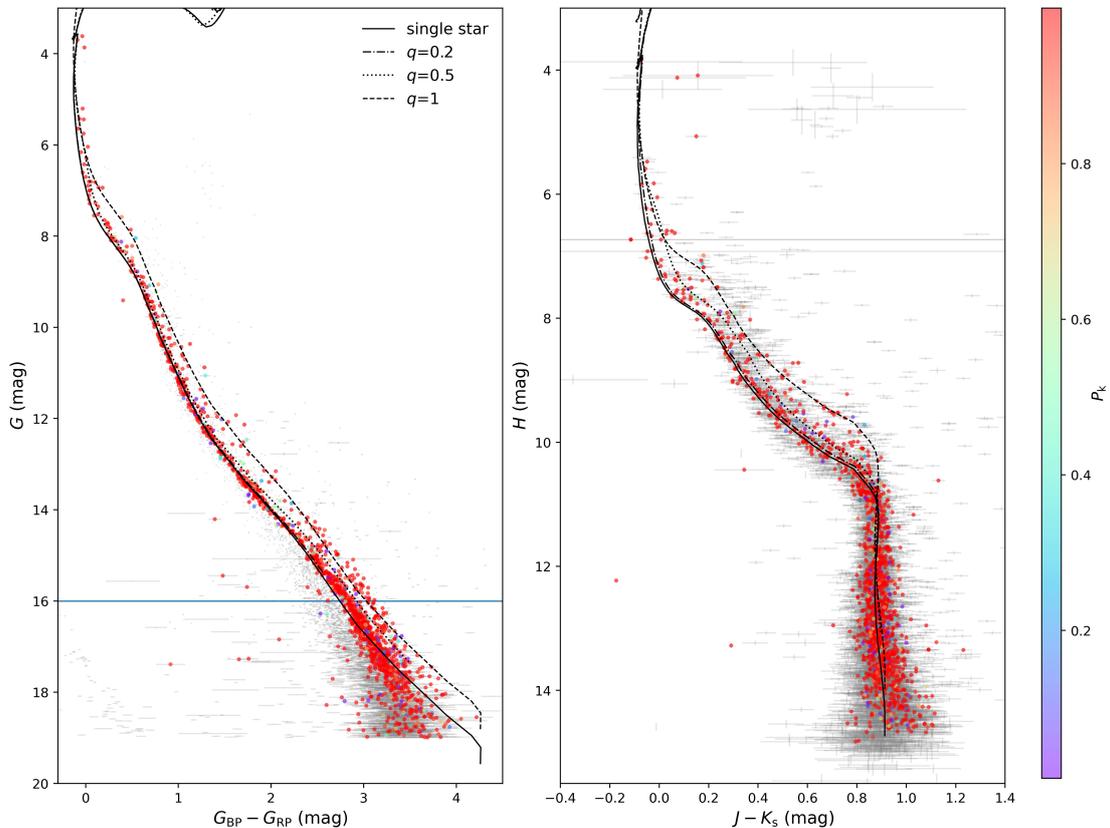


图 3-5 昴星团 Gaia 和 2MASS 的 CMD。灰色符号代表天区范围内所有源及其观测误差, 彩色代表运动学成员概率大于 0.01 的星, 不同颜色代表概率大小。黑色实线代表 PARSEC1.2s 模型的单星序, 点划线、点线、虚线分别代表 $q=0.2$ 、 0.5 、 1 的模型线。蓝色横线标记 $G = 16\text{mag}$ 的位置。

从图 3-5 中可以看到, 无论是 Gaia 还是 2MASS 数据, 都未能与模型线完全吻合。Gaia 数据的单星序在 $G < 8\text{mag}$ 和 $G > 14\text{mag}$ 范围内和理论等龄线都存在明显的偏离。在较大质量段, 单星数据和模型单星序吻合度不高, 却与质量比 0.5 的双星序吻合较好, 这会导致这些单星被误判为 $q = 0.5$ 的双星; 在较小质量

段, 观测数据明显偏离模型位于较下方, 这会导致大量双星被误判为单星, 双星被误判为更小质比双星。这种观测数据与模型之间的偏差对于双星性质的统计分析产生了不利影响, 因此需要对这种偏差进行修正, 以便在这些质量范围内更有效地进行双星分析。下一章将介绍我们对偏差的修正方法及每颗星质量的拟合方法。

3.4 本章小结

本文使用 PARSEC1.2s 模型对昴星团的年龄、距离等基本参数进行拟合, 得到昴星团的基本参数为 $\log(\text{Age}/\text{yr})=8.023$ 、 $[\text{Fe}/\text{H}]=0.1$ 、 $A_v=0.12$ 、 $\text{DM}=5.695$ 。

我们观察到恒星演化模型与观测数据之间的偏差在不同的星团中普遍存在, 并且存在于不同的数据和模型之间。虽然这种偏差对星团整体参数的推断影响不大, 但对双星的分析却具有严重影响。因此, 后续需要对观测数据与模型之间的偏差进行修正, 以更好地研究疏散星团中的双星。

第4章 单星与双星质量的光谱能量分布拟合

对双星和质量函数的精确分析，需要准确推断恒星的质量。本章介绍我们获取每颗恒星质量的方法，本章结构如下：第4.1节介绍我们对测光数据与模型的偏差修正方法；第4.2节介绍我们采用贝叶斯统计方法进行光谱能量分布（SED）拟合；最后是本章小结。

4.1 测光数据与模型的偏差修正

在上一章中，我们展示了观测数据与理论模型的偏差存在于不同的星团中，且存在于不同的数据和模型之间，这会给双星（尤其是 $q < 0.2$ 的小质比双星）的研究带来困难。只有修正了数据与模型之间的偏差，才能对更小质比的双星进行有效分析，从而得到更加完整的双星比例与质比分布。

4.1.1 已有的修正方法

观测数据与理论模型的不匹配已经引起了广泛的注意，已有一些工作尝试在疏散星团中修正数据与模型的偏差，并进行双星研究。目前，大家的修正都是在颜色-星等图（CMD）上进行。在观测中，单星会在 CMD 上汇聚成高密度区，通常的做法是使用这个高密度区脊线作为经验单星序，而不是使用理论等龄线。具体做法是假设纵坐标星等是正确的，以此为基准，将所有数据或者模型在颜色上进行平移，使得数据脊线与模型等龄线重合。这个方法相当于给出一个星等-颜色差关系，对每个星等对应的颜色进行修正。

星等-颜色差关系的确定涉及到一个基本的问题，如何确定观测数据的脊线。最简单的方法是在 CMD 上手工绘制密度脊线 (Fritzewski et al., 2019; Thompson et al., 2021)。另外，也可以将所有星按照星等分段，将每个星等段的颜色分布直方图的峰值连起来作为经验脊线 (Milone et al.)。然而由于成员星数量有限，因此泊松噪声较大，这两种方法都不是疏散星团中找脊线的最佳选择。Li et al. (2020) 采用新的基于高斯过程的稳健回归方法，通过迭代修剪来得到颜色与星等的函数关系 (Li et al., 2021)，可以在 CMD 上得到更加精确的脊线。

然而与 CMD 拟合不同，SED 拟合通常涉及超过三个波段的测光数据，只在一个 CMD 上修正颜色是不够的。Thompson et al. (2021) 的解决办法是在多个 CMD 上修正颜色，他们假设 r 波段是正确的，然后调整不同波段组合的颜色使得模型等龄线匹配经验脊线进行修正。该方法相当于给出不同组合颜色的 r 波段星等-颜色差关系，假设 r 波段星等是正确的，然后逐一修正其他波段星等。然而这种方法必须假设某一个波段是正确的，无法修正每一个波段。我们提出新的方法，利用单星清晰的主序修正每一个波段测光数据的偏差。

4.1.2 我们的修正方法

如果说前人的修正方法是通过给出星等-颜色差关系进行修正，那我们的方法就可以理解为给出一个质量-星等差关系进行修正。具体步骤如下：

- 首先，我们假设所有恒星都是单星，使用单星的光谱能量分布 (SED) 模型对每颗星进行拟合。通过寻找 χ^2 极小值，我们得到每颗星的最佳拟合质量以及其对应的最佳 SED 模型。

- 接下来，我们计算每颗星每一个波段最佳模型星等和观测星等之间的差值，即 $\Delta mag = m_{\text{model}} - m_{\text{obs}}$ 。在理想情况下，如果模型是完美的且每颗星都是单星，那么在质量-星等差的图上，所有的 Δmag 都将等于 0。然而，实际情况是单星的模型和观测结果不能完美匹配，因此在质量-星等差图上，单星分布在一条 Δmag 偏离 0 的曲线上，而不是 $\Delta mag = 0$ 的直线上。双星和场星将分布在更为弥散的区域，因为我们无法找到与之很好匹配的最佳单星 SED 模型。

- 最后，我们采用 Li et al. (2021) 提出的 ITGP 算法，得到单星所在主序的脊线，从而获得质量-星等差修正关系。通过确定这条修正曲线，我们能够按照质量修正观测数据与理论模型之间的偏差。

由于我们的物理参数是基于 Gaia 数据的等龄线拟合获取，因此在使用单星 SED 模型进行质量拟合时，我们只拟合 Gaia 三个波段的数据，以避免 Gaia 与 2MASS 的数据之间系统差的影响。尽管在拟合过程中没有直接使用 2MASS 数据，但在得到最佳拟合参数后，仍然可以生成 2MASS 三个波段对应的最佳模型星等，用于计算测光数据与模型之间的差值。通过这个方法，我们在修正观测数据与模型偏差的同时，也可以修正不同观测数据的系统差。

4.1.3 质量-修正值关系

通过对单星的 SED 进行拟合，得到最佳拟合质量和最佳 SED 模型，并计算观测 SED 与模型 SED 之间的差值后，我们得到了六个波段的质量-星等差图，如图4-1所示。借助 Li et al. (2021) 提出的 ITGP 算法，我们在质量-星等差图上找到了单星聚集的脊线，即图4-1中的黑色线。我们可以看到，在质量小于 $1M_{\odot}$ ，黑色线与散点聚集处的吻合很好；但是在大于 $1M_{\odot}$ 时，由于星数较少且可能因为测光精度不足的影响，数据点较为弥散，因此很难准确确定脊线的位置。

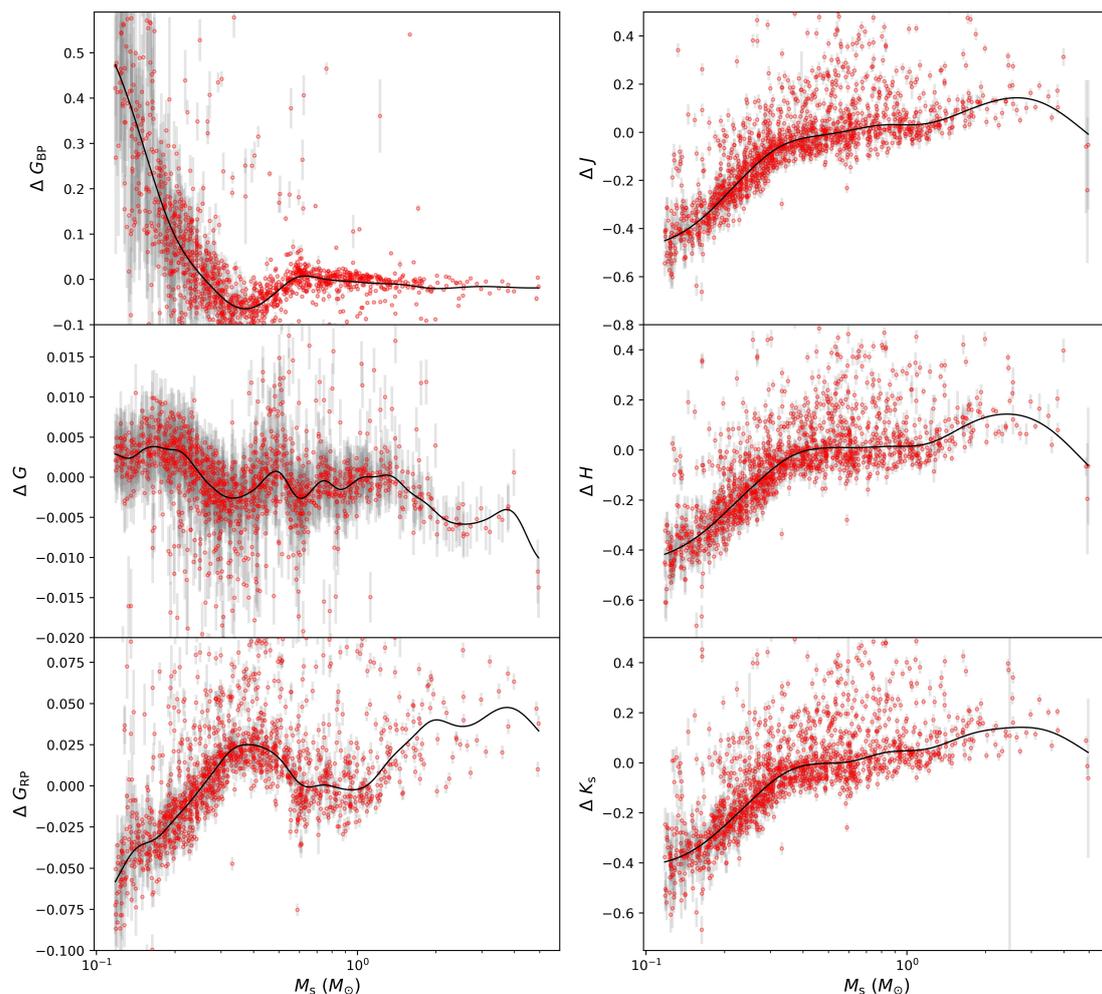


图 4-1 六个波段的质量-星等差图和相应的脊线。横坐标表示单星 SED 拟合得到的质量，纵坐标是不同波段最佳模型与观测数据的星等差， $\Delta mag = m_{\text{model}} - m_{\text{obs}}$ 。每个点代表一颗星，灰色线表示每颗星的误差。

表4-1部分展示了脊线所代表的质量-修正值关系，第一列是质量 M_s ，随后六列是每个波段对应的修正值。我们获得的质量-修正值关系或许可以为后续观测定标和理论模型优化提供重要参考。如需获取完整表格，读者可直接与作者联系。

表 4-1 六个波段的质量-修正值关系

M_s	ΔG_{BP}	ΔG	ΔG_{RP}	ΔJ	ΔH	ΔK_s
M_\odot	mmag	mmag	mmag	mmag	mmag	mmag
0.118	473	2.91	-58	-450	-417	-396
0.120	462	2.80	-56	-447	-414	-394
0.122	451	2.69	-54	-443	-410	-392
0.125	439	2.57	-51	-440	-407	-389
0.127	426	2.47	-49	-436	-403	-386
0.130	413	2.39	-46	-431	-399	-383
0.132	400	2.36	-44	-427	-395	-380
0.134	386	2.39	-42	-422	-391	-376
0.137	372	2.48	-41	-417	-386	-373
0.140	358	2.62	-39	-412	-381	-369
0.142	343	2.79	-38	-407	-376	-365
0.145	329	3.00	-37	-401	-371	-360
0.148	314	3.20	-36	-395	-366	-356
0.150	299	3.39	-36	-389	-360	-351
0.153	284	3.54	-35	-382	-355	-346
0.156	269	3.66	-35	-376	-349	-341
0.159	254	3.75	-34	-369	-342	-335
0.162	239	3.80	-34	-361	-336	-329
0.165	224	3.82	-33	-354	-330	-323
0.168	209	3.81	-32	-346	-323	-317

第 1 列是恒星质量，2-7 列是对应质量六个波段测光星等的修正值。

4.1.4 修正后的数据与模型的对比

将图4-1中脊线代表的质量-星等差关系应用于每颗恒星上，我们得到修正后的数据 $m_{\text{cor}} = m_{\text{obs}} + \Delta\text{mag}(M_s)$ 。图4-2展示了修正后的数据与模型的对比。经过偏差的修正后，测光数据单星主序脊线与模型等龄线基本重合。这使得我们对昴星团双星的精确分析在暗端从 16 等延伸至 19 等，在亮端延伸到 4 等以下，几乎涵盖了所有的主序星。

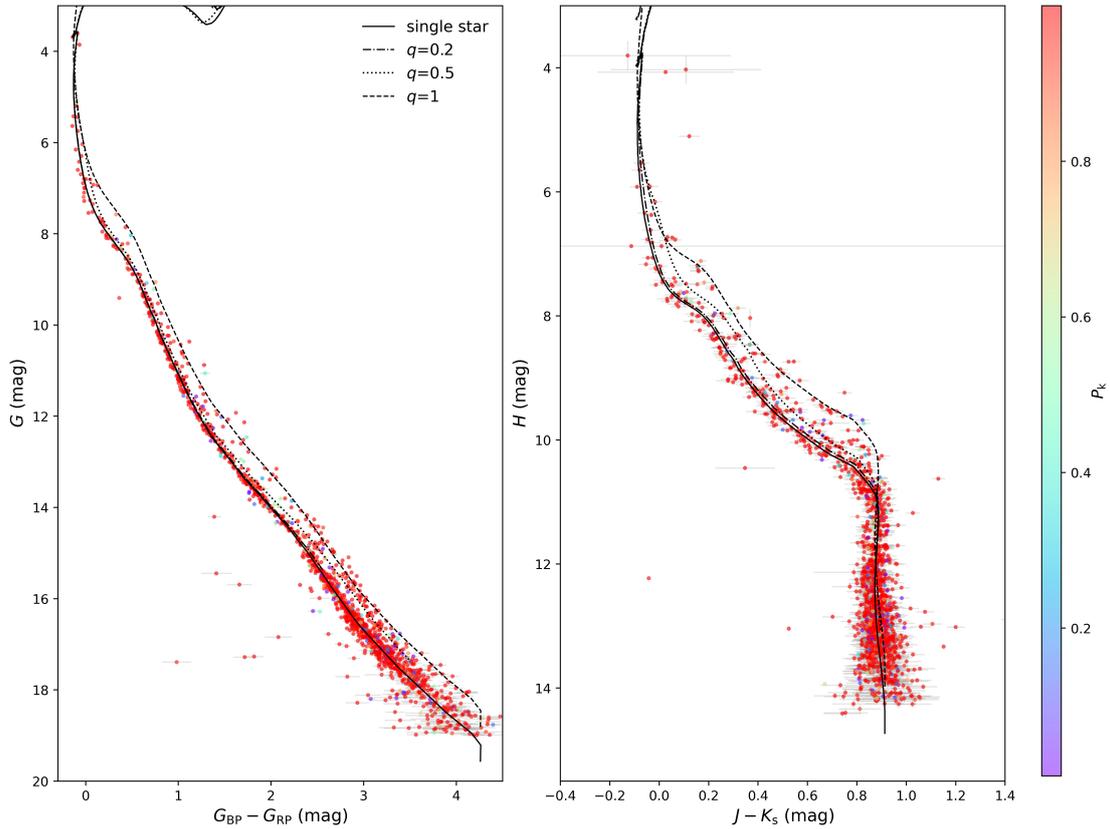


图 4-2 修正后的观测数据与理论模型的对比。彩色代表运动学成员概率大于 0.01 的星，不同颜色代表概率大小。黑色实线代表 PARSEC1.2s 模型的单星序，点划线、点线、虚线分别代表 $q=0.2$ 、0.5、1 的模型线。

4.2 基于贝叶斯统计的 SED 拟合

我们的 SED 拟合方法包含两个方面：一个是双星 SED 模型的构建，另一个是贝叶斯参数估计方法。我们的方法对次星质量准确拟合的下限只取决于理论模型的最小质量，能够将精确分析双星质量的质比下限降至最低。

4.2.1 双星 SED 模型的构建

不可分辨双星的光度由两颗星贡献，因此双星 SED 模型是单星 SED 的光度合成。实际恒星发光的质量下限约为 $0.075M_{\odot}$ ，然而我们采用的 PARSEC1.2s 恒星 SED 模板最小质量为 $0.09M_{\odot}$ 。低于这个质量的光度非常微弱，几乎无法探

测。因此，在合成双星 SED 模型时，我们将次星质量小于 $0.09M_{\odot}$ 的双星视为伴星不发光的四星（可能是单星，也可能是拥有褐矮星伴星的双星）。每个波段的星等合成公式一致，任意波段双星模型的星等计算公式如下所示：

$$m_b = \begin{cases} -2.5 \log[10^{-0.4m_s(M_1)} + 10^{-0.4m_s(qM_1)}] & qM_1 \geq 0.09, \\ m_s(M_1) & qM_1 < 0.09. \end{cases} \quad (4-1)$$

其中， $m_s(M_1)$ 为主星星等， $m_s(qM_1)$ 为次星星等。当次星质量小于临界值 ($qM_1 < 0.09M_{\odot}$) 时，次星光度为 0。

次星拟合质量的临界值会导致我们可探测到的双星质比有一个下限 (q_{lim})，并且这个下限与主星质量有关， $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$ 。图 4-3 展示了每个主星质量对应的可探测 q_{lim} ，蓝线表示次星质量为 $0.09M_{\odot}$ 。在蓝线以上的情况，我们能够确定为双星系统。而在蓝线以下，我们无法区分是单星还是拥有褐矮星伴星。在本文中，我们将蓝线以下的情形都归类为单星。

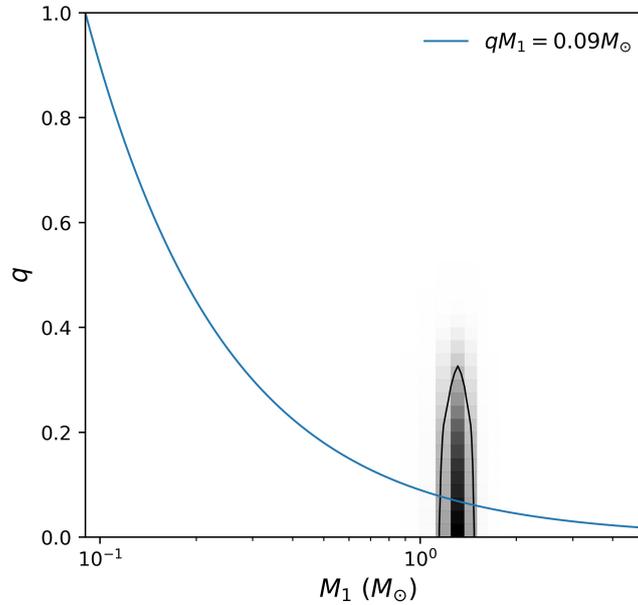


图 4-3 主星质量对应的可探测 q_{lim} 。蓝线代表次星质量为 $0.09M_{\odot}$ ，蓝线以上表示双星，蓝线以下都被归为单星。在主星质量为 $1-2M_{\odot}$ 的范围内的密度图展示了一颗星的拟合结果，通过计算在蓝线以上的概率与总概率之比可计算这颗星的双星概率。

4.2.2 贝叶斯参数估计

以下是我们参数估计的基本设置：

- 因为疏散星团的年龄、金属丰度、消光和距离这些参数是已知的。所以在进行 SED 拟合单星和双星时，这些参数被固定不变，我们仅对主星质量 M_1 和质比 q 进行拟合。

- 主序星的现存质量与初始质量之间的差异很小，为了方便插值模型，我们拟合初始质量而不是现存质量。

• 在进行拟合时，我们在观测误差上增加 0.05mag 的弥散，总误差 $\sigma^2 = \sigma_0^2 + 0.05^2$ 。这是因为昴星团距离我们太近，星团自身尺寸会导致 0.05mag 的星等弥散。较差消光也会导致弥散，但是只有 0.01mag 的量级 (Li et al., 2020)，因此可以忽略。

我们采用贝叶斯统计方法进行 SED 拟合，得到拟合参数 $[M_1, q]$ 的后验概率密度分布。后验概率 \propto 先验概率 \times 似然函数。我们使用的贝叶斯参数估计工具是 Nautilus，它是一个基于嵌套抽样 (nested sampling) 算法的参数拟合工具。Nautilus 能够根据后验概率，在拟合参数空间内高效采样，生成一组拟合参数的采样样本 $[[M_1, q]_1, [M_1, q]_2, \dots, [M_1, q]_i]$ ，同时给出每个采样值的权重 $[[\log w]_1, [\log w]_2, \dots, [\log w]_i]$ 。结合这些权重 w_i 的参数样本分布即可表示全空间的后验概率密度分布 (PDF)。

M_1, q 的先验概率分别是在 $0.09-5.22M_\odot$ 和 $0-1$ 范围内的均匀分布，似然函数 L 计算公式如下：

$$\ln L = -\frac{1}{2} \sum \frac{(m_{o,i} - m_{m,i})^2}{\sigma_i^2} \quad (4-2)$$

其中， i 表示 G 、 G_{BP} 、 G_{RP} 、 J 、 H 、 K_s 六个波段。 $m_{o,i}$ 是每个波段的测光星等， σ_i 是相应的测光误差， $m_{m,i}$ 是每个波段的模型星等。

通过使用 Nautilus 得到每颗星 $[M_1, q]$ 的 PDF 后，我们可以计算每颗星的双星概率 P_b 。图 4-3 中的密度图展示了一颗星的 PDF，通过计算 PDF 位于蓝线上方的概率与所有概率的比值即可得到这颗星的 P_b ：

$$P_b = \frac{\sum P(q > q_{lim})}{\sum P(all)} \quad (4-3)$$

对于 PAESECC1.2s 模型， $q_{lim} = 0.09/M_1$ 。单星概率 P_s 可通过双星概率计算得到： $P_s = 1 - P_b$ 。

我们采用贝叶斯统计方法，得到拟合参数 $[M_1, q]$ 的 PDF，而不仅仅得到最佳拟合值。这使得我们得到的结果更加严谨，对双星质量的准确测量达到可探测质比下限 ($q_{lim} = 0.09/M_1$)。如果采用最佳拟合值进行双星分析，由于观测误差的存在，会导致小质比双星与单星的区分困难。例如，某些单星因为观测误差会偏离单星的 SED，对它们进行拟合得到的最佳拟合就可能将其判断为质比较小的双星。然而，我们采用贝叶斯方法得到每颗星的 PDF，每颗星可以同时存在单星和双星概率。我们使用概率进行分析，可以避免对单星和双星的严格区分，从而使我们对双星质量的精确测量只取决于模型最小质量。例如，对主星质量为 $1M_\odot$ 的双星，我们能得到 $q > 0.09$ 双星的准确质量测量。这使得我们可以得到更加完整的双星比例和质比分布。进一步地，对双星质量的精确分析，使得我们可以得到更加准确的质量函数，不仅是单星和双星主星的质量函数，还能得到准确的次星质量函数。

4.3 本章小结

本章介绍了我们获取星团内每颗单星和双星质量的方法。首先，我们利用星团中单星在主序的测光理论模型位置处密集分布的特点，修正每个波段测光数据与模型之间的偏差；其次，我们采用贝叶斯统计方法进行 SED 拟合，得到每颗星 $[M_1, q]$ 的概率密度分布 (PDF)。

基于 PDF 的分析使得我们对恒星质量的准确测量只取决于模型的最小质量，从而将对双星探测的质比下限降至最低。例如，对于最小质量为 $0.09M_{\odot}$ 的 PARSEC1.2s 模型，双星准确质量测量的质比下限 $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$ 。也就是说，对于主星质量 $M_1 = 1M_{\odot}$ 的双星， $q_{\text{lim}} = 0.09$ ，远小于已有研究的 0.2。这使得我们可以得到更加完整的双星比例和质比分布，并且得到更加准确的质量函数，不仅是单星和双星主星质量函数，还能得到准确的次星质量函数。

第5章 昴星团成员星的质量拟合结果

我们对运动学成员概率大于 0.01 的恒星都进行了光谱能量分布 (SED) 拟合, 总计 1473 颗星, 将它们的概率相加得到 $N=1353$, 说明其中可能有 120 颗星是场星。我们根据拟合结果的最佳模型 SED 计算归一化卡方 χ_{dof}^2 (见公式5-1), 取 χ_{dof}^2 最小的 N 颗星作为我们最终结果的样本。该样本剔除了可能的场星及部分三星四星等阶恒星系统, 后续的结果与分析都基于这个样本。

$$\chi_{\text{dof}}^2 = \sum \frac{(m_{\text{o},i} - m_{\text{m},i})^2}{4\sigma_i^2} \quad (5-1)$$

其中, i 表示 G 、 G_{BP} 、 G_{RP} 、 J 、 H 、 K_s 六个波段。 $m_{\text{o},i}$ 是每个波段的测光星等, σ_i 是相应的测光误差, $m_{\text{m},i}$ 是每个波段的模型星等。

本章总结了我们对昴星团成员星的质量拟合结果, 包括每颗星的拟合结果和总体的概率密度分布。本章结构如下: 首先, 在第5.1节中, 我们展示每颗星的拟合结果。在第5.1.1节中, 我们以三颗具有不同质比的星为例, 展示拟合结果的概率密度分布, 对单颗星的拟合结果加以说明。在第5.1.2节中, 我们展示了所有恒星质量拟合的结果。然后, 在第5.2节中, 我们展示了将所有星的概率密度分布 (PDF) 堆叠 (stack) 得到的星团“完全”的 PDF, 后续几章的分析都是基于这个 PDF。最后是本章小结。

5.1 单颗星质量拟合的结果

5.1.1 不同质比的三颗星

我们的方法可以获得每颗星的主星质量 M_1 和质比 q 的 PDF, 并以此计算每颗星分别属于单星和双星的概率, 以及 M_1 和 q 的典型值和误差。我们选择

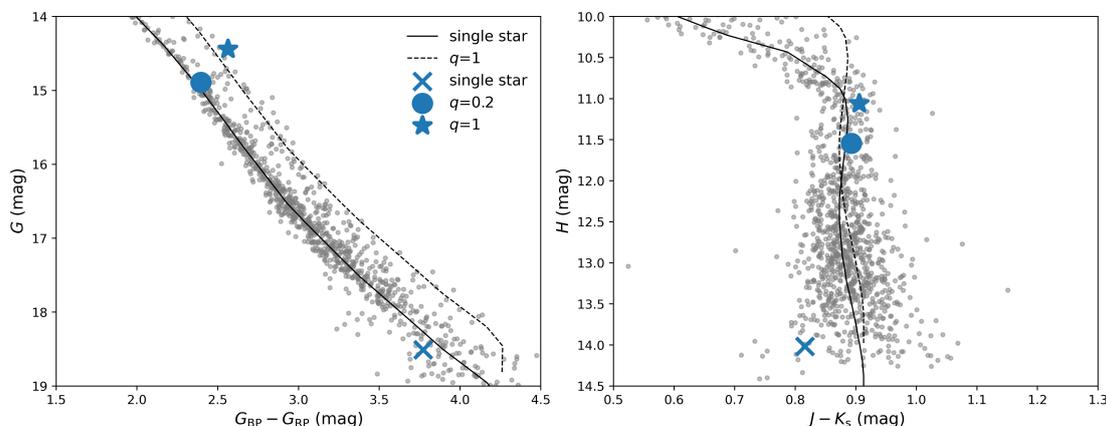


图 5-1 不同质比的三颗星在 Gaia 和 2MASS 的 CMD 上的位置。黑色实线和虚线分别代表单星序和 $q=1$ 的双星序, 十字、圆点和星号分别代表 $q=0$ 、0.2、1 的星。

三颗不同质比（最佳拟合质比 $q = 0, 0.2, 1$ ）的星，详细展示单颗星的拟合结果和计算结果。它们在 CMD 上的位置见图5-1。在图5-2中，我们展示了每颗星的 M_1 、 q 的 PDF，以及最佳拟合参数对应的模型 SED 与数据的对比。第一行是一颗单星，所以 q 基本不起作用，为均匀分布；第二和第三行分别为最佳拟合质比 $q = 0.2, 1$ 的双星，通过 PDF 可以看到 M_1 和 q 之间存在明显的简并，但在右图的 SED 中，显示我们的最佳 SED 模型与数据非常吻合。

从第二行的 PDF 可以看到，这颗恒星不仅有双星概率，还有一定的单星概率。当 $q < 0.18$ 时，该星的次星质量小于模型的最小质量 $0.09M_{\odot}$ ，没有光度贡献，所以 q 不起作用，为均匀分布。按照次星质量是否大于模型最小质量，可以将这颗星的 PDF 分为两个部分。次星质量小于模型最小质量的部分视为这颗星属于单星的 PDF，次星质量大于模型最小质量的部分视为这颗星属于双星的 PDF。将两个部分的 PDF 概率分别积分除以总概率，可以得到这颗恒星分别属于单星和双星的概率。此外，我们分别利用两个部分的 PDF 计算了 M_1 和 q 的中位值和 1σ 范围，作为这颗星分别属于单星和双星的典型值和误差。误差通过计算 PDF 的 84 分位点和 16 分位点的差值的一半得到： $error_x = (x_{84} - x_{16})/2$ 。

这颗恒星计算得到的分别属于单星和双星的典型值和误差及双星概率见表5-1第一行， M_s 和 $error_{M_s}$ 是这颗星属于单星的质量的中位值和误差，分别为 0.507 和 $0.002M_{\odot}$ ； M_p 和 $error_{M_p}$ 是这颗星属于双星的主星质量的中位值和误差，分别为 0.502 和 $0.003M_{\odot}$ ； q 和 $error_q$ 是这颗星属于双星的质比的中位值和误差，分别为 0.24 和 0.05 ； P_b 是这颗星属于双星的概率，为 0.761 。

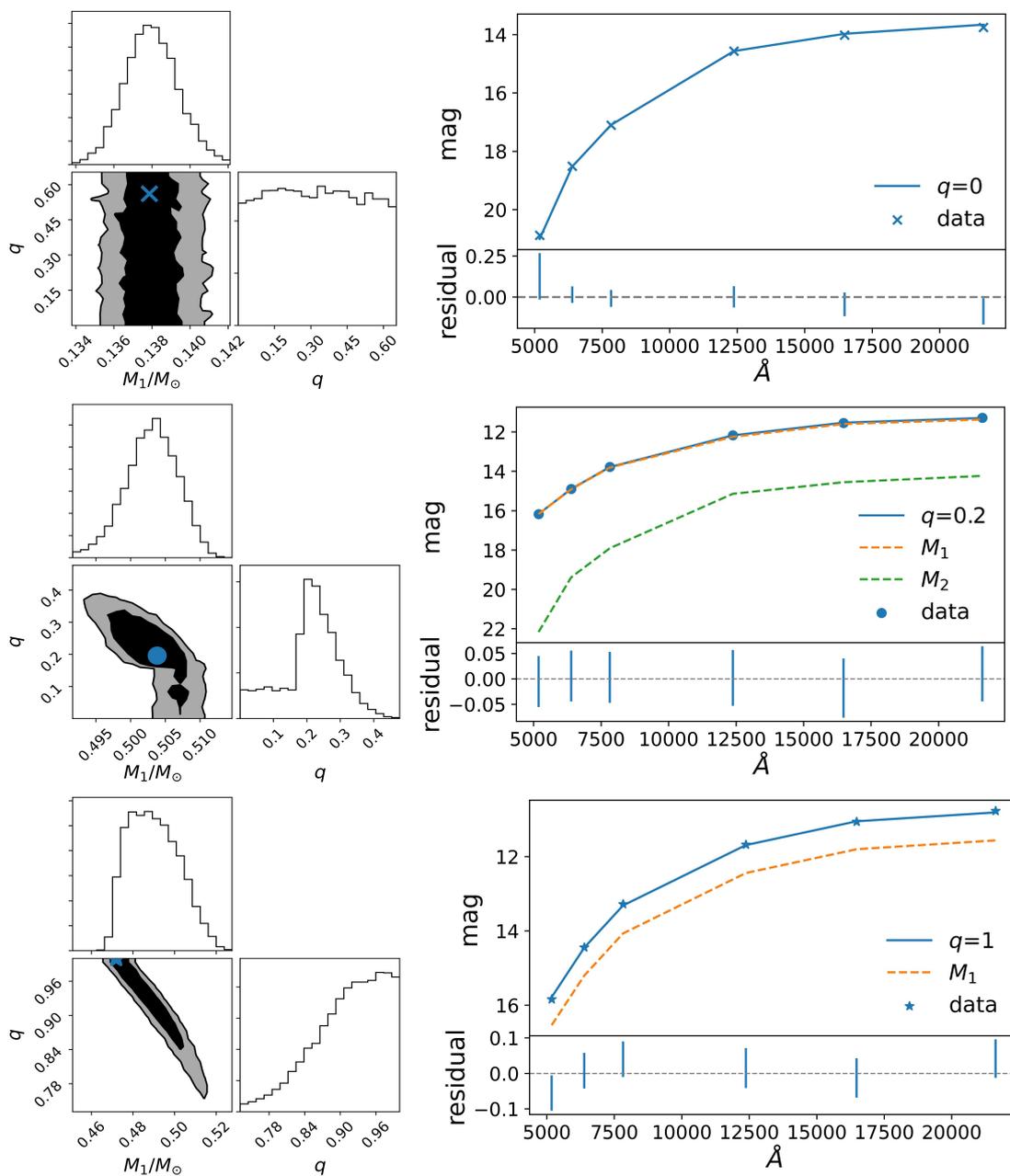


图 5-2 三颗星的 PDF 和最佳拟合的模型 SED。第一列展示了 M_1 和 q 的 PDF，蓝色符号表示 PDF 的最大概率处。第二列展示了最佳 SED 模型与数据的对比，其中实线代表最佳模型，蓝色符号表示数据点；下半部分展示了双星拟合模型与数据之间的残差，竖线表示误差大小。

5.1.2 所有星质量拟合的结果

对每颗星，我们都可以通过其主星质量 M_1 和质比 q 的 PDF，计算其属于双星的概率 P_b ，以及分别属于单星和双星的 M_1 和 q 的中位值和误差。部分星的具体数值见表5-1，如需获取完整表格，读者可直接与作者联系。

我们的样本总星数为 1353，最佳拟合质量范围为 $0.097\text{--}4.894M_\odot$ 。双星概率大于 0.5 的星数为 490，按照双星概率 P_b 加权计算的双星比例为 0.35。将每颗恒星的 M_s 按照单星概率 ($P_s = 1 - P_b$) 加权可以得到单星的质量函数；将每颗恒星的 M_p 按照 P_b 加权可以得到双星主星的质量函数；将每颗恒星的 $M_p \times q$ 按照 P_b 加权可以得到双星次星的质量函数；将每颗恒星的 q 按照 P_b 加权可以得到双星质比分布。

表 5-1 SED 拟合结果

SourceId	M_s [M_\odot]	M_p [M_\odot]	q	$error_{M_s}$ [M_\odot]	$error_{M_p}$ [M_\odot]	$error_q$	P_b
68314414077327744	0.507	0.502	0.24	0.002	0.003	0.05	0.761
43640338060997376	0.135	0.098	0.95	0.001	0.003	0.04	0.000
45022222315428608	0.889	0.868	0.61	0.005	0.007	0.04	1.000
46342250447561216	0.141	0.108	0.86	0.002	0.004	0.07	0.000
46438771249859840	0.688	0.599	0.97	0.003	0.008	0.03	1.000
46884657573486336	0.287	0.274	0.34	0.003	0.003	0.01	0.000
46888952540781824	0.243	0.229	0.40	0.002	0.003	0.01	0.000
47048106850285824	0.362	0.351	0.26	0.003	0.004	0.01	0.000
49084780341670400	0.275	0.222	0.78	0.002	0.014	0.14	1.000
49809495943068288	0.936	0.934	0.17	0.004	0.004	0.07	0.524
50229028348709248	0.284	0.272	0.34	0.003	0.003	0.01	0.000
50262116777529472	0.435	0.415	0.40	0.003	0.010	0.09	1.000
50262185497006720	0.231	0.211	0.47	0.002	0.004	0.04	1.000
50429650564234880	0.182	0.163	0.56	0.002	0.002	0.01	0.000
50691613506647680	0.166	0.145	0.62	0.002	0.001	0.01	0.000
50706216395526144	0.230	0.213	0.43	0.002	0.003	0.01	0.000

M_s 、 M_p 和 q 分别是根据 PDF 计算的单星质量、双星主星质量和质比的中位值， $error_{M_s}$ 、 $error_{M_p}$ 和 $error_q$ 分别是根据 PDF 计算得到的误差， P_b 是用 PDF 计算得到的双星概率。

每颗星的 P_b 的分布直方图见图5-3。大部分恒星属于单星或属于双星的区分度很高，双星概率要么为 0，要么为 1；只有少数恒星的区分度不高，双星概率介于 0 到 1 之间。每颗星的 P_b 在 Gaia 及 2MASS 的颜色-星等图 (CMD) 上的

分布见图5-4，当质量小于 $0.5M_{\odot}$ 时，由于主星无法拥有质比小于 0.18 的次星，因此单星与小质比双星之间的区分度较高；随着主星质量的增加，主星可以拥有更小质比的次星，因此单星与小质比双星之间的区分度降低。

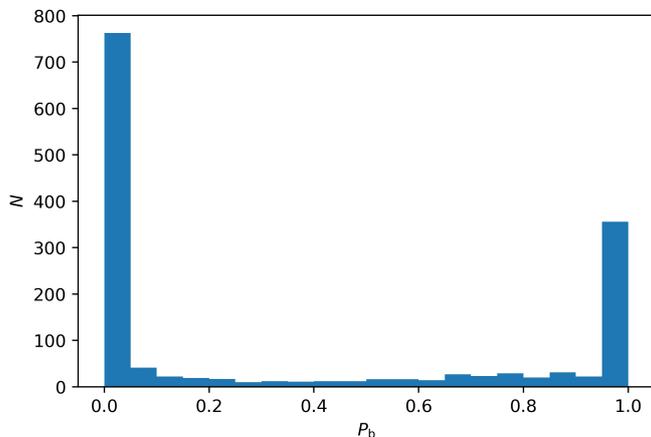


图 5-3 每颗星的双星概率 P_b 的分布直方图。

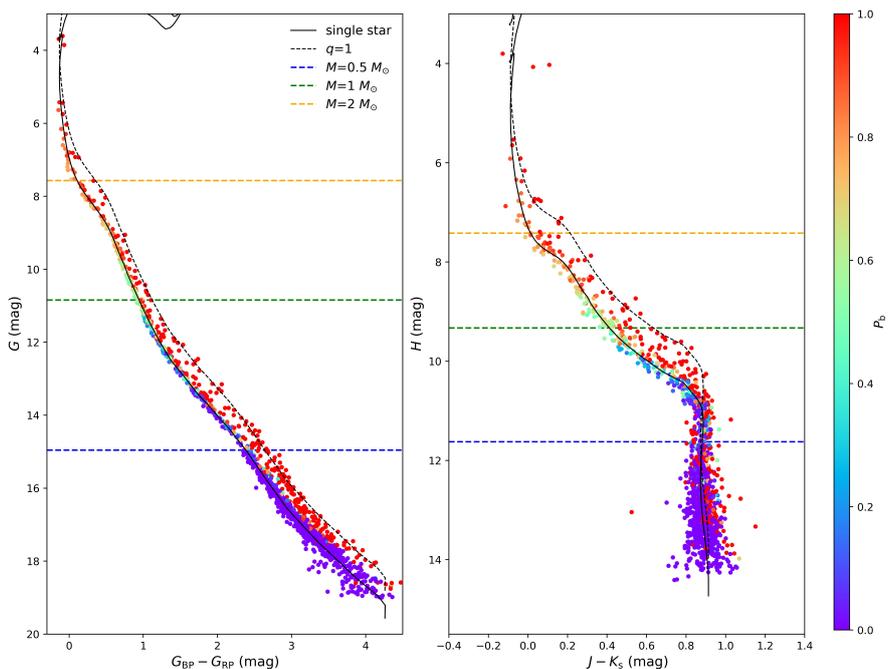


图 5-4 每颗星的双星概率 P_b 在 Gaia 和 2MASS 的 CMD 上的分布。黑色实线代表单星序，黑色虚线表示 $q=1$ 的双星序。蓝、绿、橙色虚线分别表示 $M=0.5$ 、 1 、 $2M_{\odot}$ 对应的模型星等值。每颗星的颜色代表其 P_b 大小，质量小于 $0.5M_{\odot}$ 时， P_b 基本要么是 0，要么是 1；随着质量的增加，单星与小质比双星的区分度变低，出现较多介于 0-1 之间的 P_b 。

每颗星 M_1 和 q 在 Gaia 及 2MASS 的颜色-星等图 (CMD) 上的分布见图5-5、5-6。为了方便展示，图5-5中 $P_b \leq 0.5$ 的星的 M_1 为 M_s ， $P_b > 0.5$ 的星的 M_1 为 M_p ；图5-6中 $P_b \leq 0.5$ 的星的 q 设为 0。在图5-5中，随着星等的降低，质量基本呈单调递增趋势。在图5-6中，越接近虚线， q 值越大。

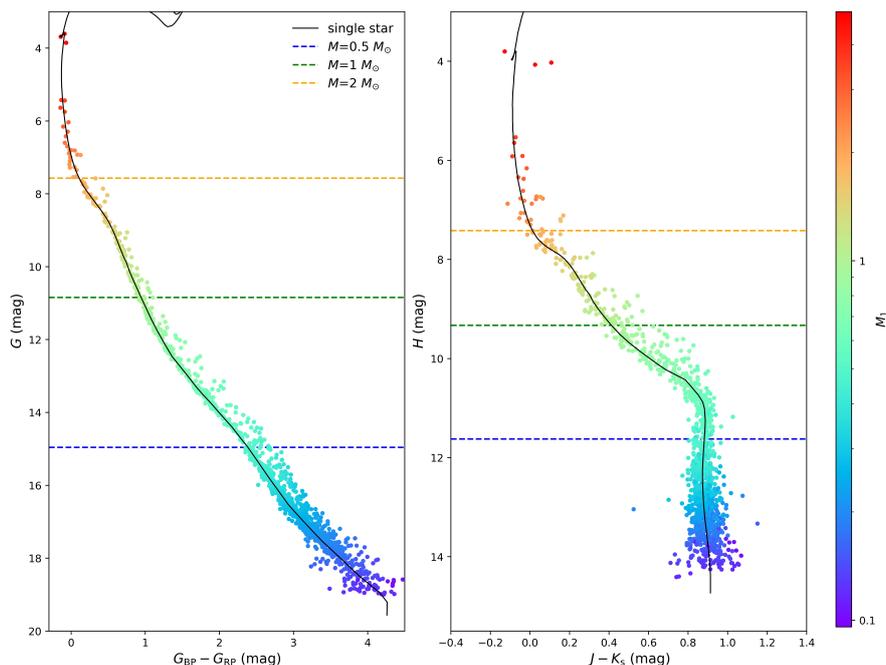


图 5-5 每颗星的主星质量 M_1 在 Gaia 和 2MASS 的 CMD 上的分布。黑色实线代表单星序；蓝、绿、橙色虚线分别表示 $M=0.5$ 、 1 、 $2M_\odot$ 对应的模型星等值。每颗星的颜色代表其主星质量大小。 $P_b \leq 0.5$ 的星的 M_1 为 M_s ， $P_b > 0.5$ 的星的 M_1 为 M_p 。随着亮度增加，主星质量基本单调递增。

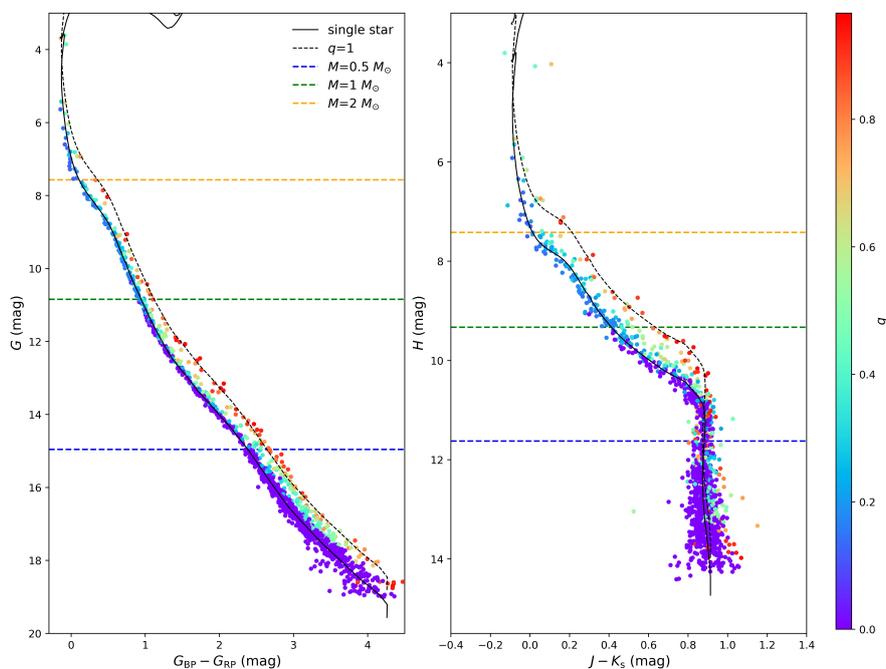


图 5-6 每颗星的质比 q 在 Gaia 和 2MASS 的 CMD 上的分布。黑色实线代表单星序，黑色虚线表示 $q=1$ 的双星序。蓝、绿、橙色虚线分别表示 $M=0.5$ 、 1 、 $2M_\odot$ 对应的模型星等值。每颗星的颜色代表其质比大小， $P_b \leq 0.5$ 的 q 在本图中设为 0，对应紫色。

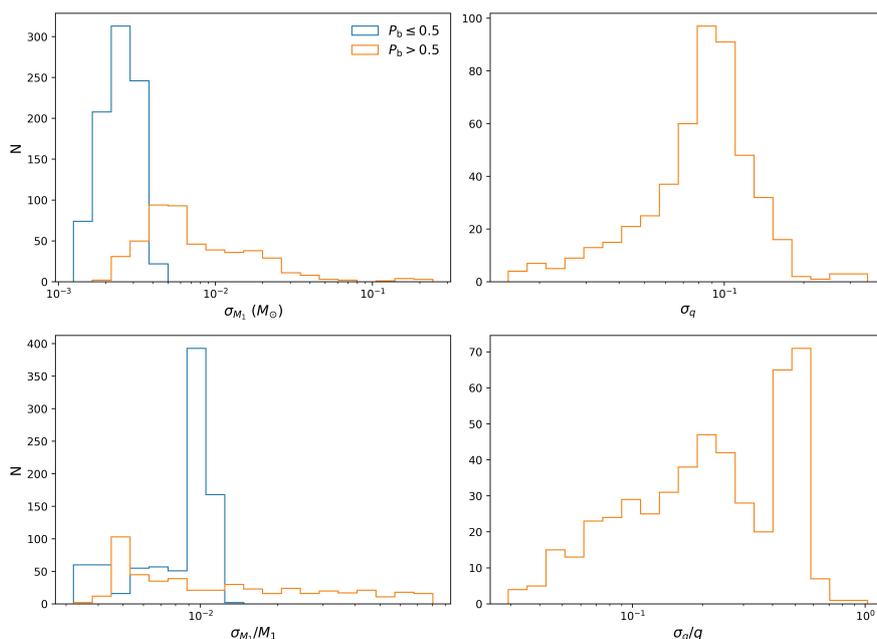


图 5-7 每颗星拟合参数的误差分布。第一行为绝对误差，第二行为相对误差；第一列为主星质量的误差分布，第二列为质比的误差分布；蓝色和橙色分别代表 $P_b \leq 0.5$ 和 $P_b > 0.5$ 的恒星的误差分布。主星质量的绝对误差大部分小于 0.01， $P_b > 0.5$ 的恒星的绝对误差略高于 $P_b \leq 0.5$ 的恒星； $P_b \leq 0.5$ 的恒星的相对误差主要集中在 1%，而 $P_b > 0.5$ 的恒星的误差则非常弥散。 q 的绝对误差基本在 0.1 左右，相对误差同质量类似，也较为弥散。

每颗星 M_1 和 q 的误差分布见图5-7。主星质量的绝对误差大部分小于 0.01， $P_b > 0.5$ 的恒星的绝对误差略高于 $P_b \leq 0.5$ 的恒星； $P_b \leq 0.5$ 的恒星的相对误差主要集中在 1%，而 $P_b > 0.5$ 的恒星的误差则非常弥散。 q 的绝对误差基本在 0.1 左右，相对误差同质量类似，也较为弥散。结合 Gaia 和 2MASS 的测光数据，质比的测量精度可以达到 0.1 的水平，显示了在确定双星性质时，光学和红外波段数据联合使用的有效性。

5.2 所有星堆叠的概率密度分布图

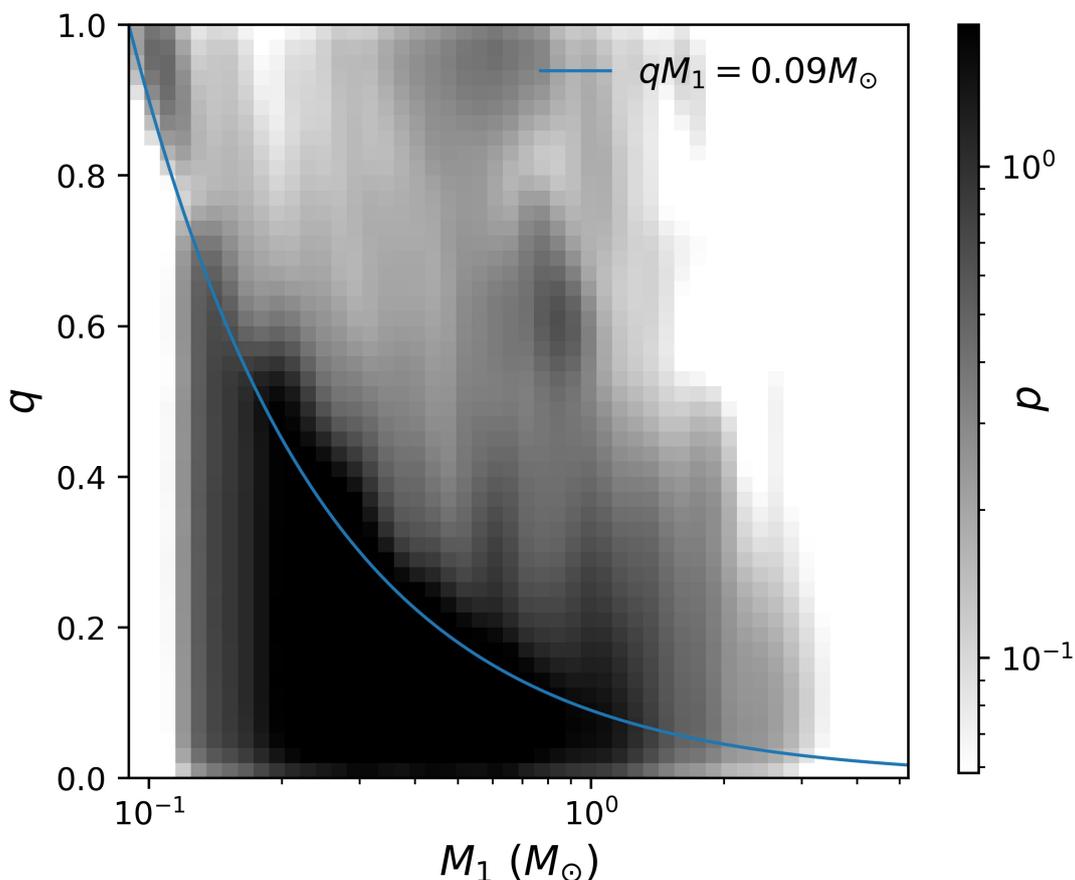


图 5-8 昴星团所有星堆叠的主星质量 M_1 和质比 q 的 PDF。灰度深浅反映该处总的概率密度大小。蓝线代表次星质量为 $0.09M_\odot$ ，蓝线以上代表双星，蓝线以下代表单星。

我们创新性地将 1353 颗星的 PDF 堆叠得到昴星团 $[M_1, q]$ 的“完全”PDF。基于这一“完全”PDF 进行分析，我们能够获得更准确的双星分布特性和质量函数。通过 Nautilus 进行参数拟合，每颗星都得到一组拟合参数的采样样本 $[[M_1, q]_1, [M_1, q]_2, \dots, [M_1, q]_i]$ ，以及每个采样值的权重 $[[\log w]_1, [\log w]_2, \dots, [\log w]_i]$ 。结合这些参数样本的权重 w_i ，我们可以得到每颗星参数空间的 PDF。将每颗星的采样点权重归一化并集合在一起，得到一个总样本。结合总样本里每个采样点的权重，我们得到整个星团的“完全”PDF。

为了方便画图展示星团的“完全”PDF，我们根据总样本每个采样点的权重进行有放回的采样，得到一个所有采样点权重都为 1 的新样本。对这个新样本进行高斯核密度估计 (Gaussian KDE) 平滑后，得到一个二维网格和每个格子里的数密度。将数密度归一化后乘以总星数 $N=1353$ ，使得所有网格里数值相加为 1353，我们得到图 5-8 的二维 PDF。其中，颜色深度代表概率大小。星团的“完全”PDF 在 $q=1$ 和蓝线附近呈现较高概率，说明存在较多的 twins 双星和小质比双星。

需要注意，重新采样、平滑等操作只是为了方便可视化，后续对双星分布

特性和质量函数的研究都是基于原始的 PDF。我们参照图 5-8 介绍星团“完全”PDF 的使用方法。蓝线代表我们可探测的最小质比下限，蓝线以上是我们可探测到的双星，因此将蓝线以上的概率除以总概率就可以得到双星比例。在蓝线以上的分布对 M_1 进行积分，就可以得到质比分布。在蓝线以下的分布对 q 进行积分就可以得到单星的质量函数；在蓝线以上的分布对 q 进行积分就可以得到双星主星的质量函数；将蓝线以上的 q 和 M_1 相乘就可以得到双星次星的质量函数。在后续第 6、7、8 章，我们基于星团的“完全”PDF 对昴星团的双星分布特性、质量函数以及动力学进行分析和讨论。

5.3 本章小结

本章介绍了我们对昴星团成员星的质量拟合结果。我们对运动学成员概率大于 0.01 的星都进行了 SED 质量拟合，总计 1473 颗星，将它们的概率相加得到 $N=1353$ 。然后根据最佳拟合结果的最佳模型 SED 计算每颗星的归一化卡方 χ_{dof}^2 ，取 χ_{dof}^2 最小的 N 颗星作为我们最终结果的样本，进一步剔除了场星。

我们提供了最终样本中每颗星分别属于单星和双星的 M_1 和 q 的中位值和误差及双星概率星表。值得注意的是，我们创新性地将 1353 颗星的 PDF 堆叠，得到昴星团 $[M_1, q]$ 的“完全”PDF。基于这个 PDF 进行分析比仅使用最佳拟合值分析更加严谨。我们后续对昴星团双星分布特性、质量函数和动力学演化的分析都基于这个“完全”PDF。

第6章 昴星团的双星分布特性

双星比例与质比分布是星族的重要性质。本章，我们基于昴星团主星质量 (M_1) 与质比 (q) 的“完全”概率密度分布 (PDF) (见图5-8)，对昴星团的双星比例和 q 分布进行分析与讨论。本章结构如下：在第6.1节中，我们首先计算了不同质比下限 q_{lim} 和质量范围的双星比例，并探讨了双星比例随 M_1 的趋势与 q_{lim} 的关系；随后，我们将所得结果与其他方法得到的昴星团双星比例及其与 M_1 的关系进行对比；最后我们将昴星团的结果与其他疏散星团和场星的结果进行对比。在第6.2节中，我们首先介绍我们得到的 q 分布，接着对其进行拟合；然后，我们将所得到的质比分布与其他方法得到的结果进行对比；最后，我们将昴星团的质比分布与其他疏散星团和场星的结果进行对比。最后是本章小结。

6.1 双星比例

6.1.1 不同质比下限的双星比例

双星比例对于星族研究至关重要。本文的双星比例是通过计算图5-8中概率占比得到的，质比下限为 q_{lim} 的双星比例的计算公式为 $f_b^{q_{\text{lim}}} = P_{q>q_{\text{lim}}} / P_{\text{all}}$ ，误差通过 $\sqrt{P_{q>q_{\text{lim}}} / P_{\text{all}}}$ 估算。当质比下限为图5-8中的蓝线时，即 $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$ (我们的方法可探测的双星质比下限) 时，我们将所计算的双星比例称为总双星比例。具体的双星比例的结果见表6-2，我们得到昴星团的总双星比例 $f_b = 0.351 \pm 0.016$ 。其中，质比大于 0.2、0.4、0.6、0.8 的双星比例分别为 0.290 ± 0.015 、 0.180 ± 0.012 、 0.099 ± 0.009 、 0.052 ± 0.006 。我们的研究涵盖了主星质量在 $0.097 - 4.894 M_{\odot}$ 范围内的双星，这是迄今对昴星团进行双星分析的研究中质量范围最广的。

通常认为双星比例与主星质量有关 (Offner et al., 2023)，所以我们在主星质量上进行分段，计算每个质量段的总双星比例，以探讨昴星团双星比例与主星质量的关系。我们选取的质量分段点为 $[0.09, 0.23, 0.45, 0.8, 1.5, 3, 5.3] M_{\odot}$ ，在 $\log M_1$ 空间基本均匀分布。然而，也有研究发现不同 q_{lim} 的双星比例与主星质量的关系存在差异 (Li et al., 2020)，因此我们猜测双星比例与主星质量的关系可能受到 q_{lim} 的影响。为验证此猜想，我们设定了不同 q_{lim} ，计算每个质量段中 $q > q_{\text{lim}}$ 的双星比例，以探究不同质比下限双星比例与主星质量的关系是否由所不同，质比下限 q_{lim} 分别取 0.2、0.4、0.6、0.8。

我们得到的不同 q_{lim} 的双星比例与主星质量的关系见图6-1和表6-2。我们发现，在 $1.5 - 3$ 和 $3 - 5.3 M_{\odot}$ 两个质量段中，总双星比例非常高，超过了 0.9。一方面，这可能是因为我们可探测的质比下限特别低。当 $M_1 > 1.5 M_{\odot}$ 时，我们可探测质比下限小于 0.06 ($0.09/1.5$)，对于大质量星来说，很容易拥有一个小质量伴星。另一方面，对大质量星的测光精度可能不够，导致这两个质量段中 $q < 0.2$ 的小质比双星比例偏高。然而，这两个质量段星数很少，不到总样本的

5% (58/1353), 因此对整体的双星比例影响很小。为避免 $q < 0.2$ 的双星的不确定性, 我们只对比 $q_{\text{lim}} \geq 0.2$ 的双星比例与主星质量的关系。我们发现 $q > 0.2$ 的双星比例随着主星质量增加呈单调递增趋势, 但是 $q > 0.4$ 、 0.6 、 0.8 的双星比例与主星质量的递增关系并不那么明显。例如, 在 $0.45\text{-}3M_{\odot}$ 范围内, $q > 0.4$ 的双星比例与主星质量关系几乎是平的; 而对于主星质量大于 $3M_{\odot}$ 的质量段, 虽然有明显的上升趋势, 但该质量段的星数非常有限, 仅有 9 颗, 因此无法确定这一趋势是否真实存在。

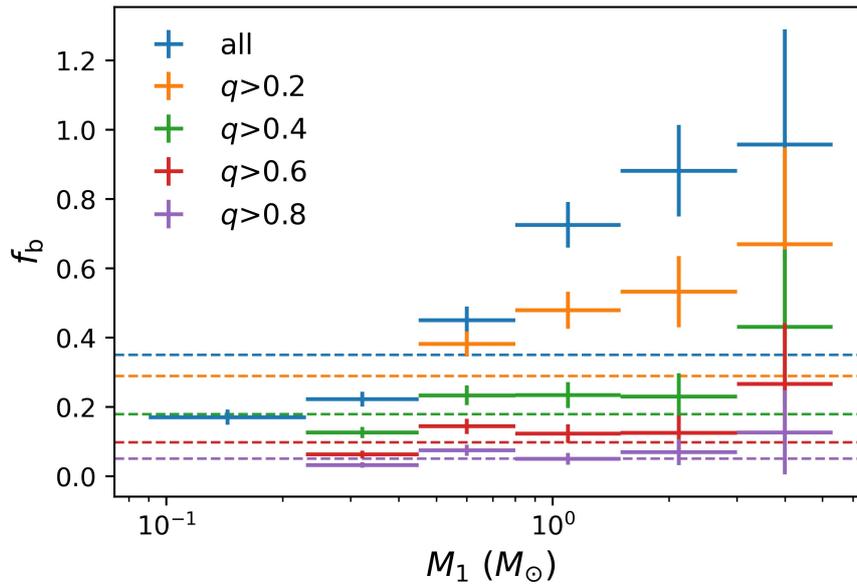


图 6-1 昴星团不同质比下限双星比例与主星质量的关系。虚线代表所有质量范围内的双星比例, 十字中心位置代表每个质量段的双星比例, 水平误差棒代表质量范围, 纵向误差棒代表 f_b 的误差。不同颜色代表不同质比下限。

表 6-1 昴星团不同质比下限双星比例与主星质量的关系

$M_1(M_{\odot})$	N_{all}	f_b	$f_b^{0.2}$	$f_b^{0.4}$	$f_b^{0.6}$	$f_b^{0.8}$
all	1353	0.35 ± 0.02	0.29 ± 0.02	0.18 ± 0.01	0.099 ± 0.009	0.052 ± 0.006
0.09-0.23	349	0.17 ± 0.02				
0.23-0.45	483	0.22 ± 0.02		0.13 ± 0.02	0.06 ± 0.01	0.033 ± 0.008
0.45-0.8	293	0.45 ± 0.04	0.38 ± 0.04	0.23 ± 0.03	0.14 ± 0.02	0.08 ± 0.02
0.8-1.5	170	0.73 ± 0.07	0.48 ± 0.05	0.23 ± 0.04	0.12 ± 0.03	0.05 ± 0.02
1.5-3	49	0.9 ± 0.1	0.5 ± 0.1	0.23 ± 0.07	0.13 ± 0.05	0.07 ± 0.04
3-5.3	9	0.96 ± 0.33	0.7 ± 0.3	0.4 ± 0.2	0.3 ± 0.2	0.1 ± 0.1

我们的结果显示, 大质比 ($q > 0.4$) 双星与主星质量之间没有明显的递增关系, 较低质比下限 ($q > 0.2$) 的双星比例才显示出明显的递增关系。这表明更大质量主星相对较小质量主星有更多 $0.2 < q < 0.4$ 的双星。接下来, 我们将我们的结果与已有的研究进行对比。首先, 我们将所得到的昴星团的双星比例及双星

比例与主星质量的关系与其他方法得到的昴星团的结果进行对比，以探讨不同方法所得结果的异同。然后，我们将在昴星团中得到的结果与其他疏散星团和场星的结果进行对比，以了解昴星团的双星比例与其他疏散星团和场星的差异，并且探索我们在昴星团中发现的双星比例与主星质量的关系受质比下限影响的这个结果在其他疏散星团是否也存在。

6.1.2 与其他方法得到的昴星团研究结果的对比

本小节，我们将我们的研究结果与近几年对昴星团的研究进行对比，包括昴星团的双星比例以及双星比例与主星质量的关系。这些研究在不同的质量范围和质比下限条件下得出了昴星团的双星比例。在与特定研究进行直接比较时，我们也根据相应的质量范围和质比下限计算了双星比例。一些研究不仅给出了双星比例，还研究了双星比例与主星质量的关系，但我们在这里只对趋势进行比较，而不涉及详细的数据比对。

我们对比的研究可以根据所使用的观测数据分为三类：第一类是基于光谱视向速度变化观测进行双星分析的研究；第二类是基于 Gaia 光学测光数据在颜色-星等图 (CMD) 上进行双星分析的研究；第三类是结合光学与红外测光数据在伪颜色图上进行双星分析的研究。我们首先对对比结果进行简要概述，然后根据分类进行详细的对比。

双星比例的主要对比结果如下：我们的大质比 ($q > 0.5$ 或 $q > 0.6$) 双星比例与第二类的研究结果基本一致 (Jadhav et al., 2021; Niu et al., 2020; Donada et al., 2023); 更小质比下限 ($q_{\text{lim}} < 0.2$) 的双星比例比第三类的研究结果稍小 (Malofeeva et al., 2023), 但比第一类 (Torres et al., 2021) 和第二类 (Niu et al., 2020; Almeida et al., 2023) 的研究结果大很多。具体的对比结果见表6-2和图6-2。

在这些研究中，只有第二类的部分研究给出了双星比例与主星质量的关系，但是他们的结果仅涉及大质比 ($q > 0.6$) 的双星比例与主星质量的关系。其中，Jadhav et al. (2021) 的双星比例中包含了较多三星四星，得到的双星比例与主星质量之间存在明显递增关系，与我们的结果不同。而 (Cordoni et al., 2023) 的双星中剔除了较多三星四星，得到的双星比例与主星质量关系较平，与我们的结果相似。

1. 基于光谱视向速度变化观测的研究

双星的两颗星之间的相互绕转会导致两颗星相对于我们的视向速度有所差异，体现在光谱上就会出现两套谱线，通过光谱上的双线可以直接证认部分双星。然而，只有部分质比较大且双星轨道倾向于 edge-on 的双星，在光谱上能获得清晰的双线。相比之下，更多的双星只能观测到单一的谱线。对于单线双星，需要大型望远镜经过长时间的时域观测，才可能从视向速度的周期变化中判断是否是双星。因此，该方法具有相当大的局限性，不仅成本昂贵，而且对双星的探测存在选择效应。这种方法倾向于探测 edge-on 的双星轨道，同时会遗漏很多

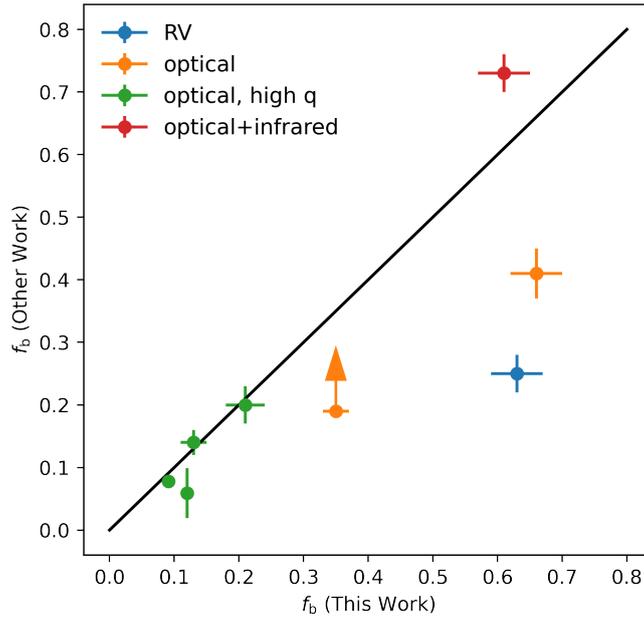


图 6-2 与其他方法得到的昴星团双星比例的对比。纵坐标是其他方法在不同质量或质比范围得到的双星比例，横坐标是我们在相应质量和质比范围内计算的双星比例。蓝色点代表与基于光谱视向速度变化观测的研究结果对比；橘色和绿色点代表与基于 Gaia 光学测光数据在 CMD 上分析的研究结果对比，其中绿色点代表大质比双星比例；红色点代表与结合光学和红外测光数据在伪颜色图上分析的研究结果对比。黑线是 $y=x$ 的线。

表 6-2 与其他方法得到的昴星团双星比例对比

This Work f_b	Previously Published Works			
	f_b	Mass range (M_\odot)	q_{lim}	Reference
0.63 ± 0.04	0.25 ± 0.03	0.5-4.9	-	Torres et al. (2021)
0.13 ± 0.02	0.14 ± 0.02	0.4-3.5	0.6	Jadhav et al. (2021)
0.12 ± 0.01	0.059 ± 0.04	0.3-0.9	0.6	Cordoni et al. (2023)
0.66 ± 0.04	0.41 ± 0.04	0.57-3.75	-	Niu et al. (2020)
0.21 ± 0.03	0.20 ± 0.03	0.6-1	0.5	Niu et al. (2020)
0.091 ± 0.009	0.078 ± 0.009	0.18-2.295	0.6	Donada et al. (2023)
0.35 ± 0.02	>0.19	tot?	-	Almeida et al. (2023)
0.61 ± 0.04	0.73 ± 0.03	0.5-1.8	-	Malofeeva et al. (2023)

-代表没有质比下限，因此我们用总双星比例与之对比。第 1 行数据是与基于光谱视向速度变化观测的研究结果的对比，第 2-7 行是与基于 Gaia 光学测光数据在 CMD 上进行分析的研究结果的对比，第 8 行是与结合光学与红外测光数据在伪颜色图上分析的研究结果的对比。

小质比双星（尤其是 $q < 0.2$ 的双星），并且无法获得较长周期的双星，因此该方法得到的双星比例会小于实际的值。

Torres et al. (2021) 综合超过 43 年的光谱视向速度观测，对昴星团的双星分布特性进行研究。他们在恒星的 Gaia 视星等 $3.7\text{mag} < G < 15\text{mag}$ （转化为质量范围约为 $0.5-4.9M_{\odot}$ ）的范围内，得到周期小于 1 万天的双星比例为 17% (48/289)。Torres et al. (2021) 表示，他们的方法对大质比双星比较敏感，但是会遗漏许多小质比双星，尤其是 $q < 0.2$ 的双星。他们在质比分布和周期分布上都做了完备性修正，在完备性修正后，得到的双星比例为 0.25 ± 0.03 。然而，这与我们在相应质量范围内的结果 0.63 ± 0.04 依然存在较大差异。相比我们的结果，他们少了超过一半的双星。这可能是由于他们的完备性修正还不够充分，也可能是由于周期限制导致缺少对周期长于 1 万天的双星的探测。而我们基于测光数据进行双星分析，不会受到周期的限制，并且我们的方法可探测质比下限很低，对 $q < 0.2$ 的小质比双星也能进行有效探测，因此我们得到的双星比例比他们高。

2. 基于 Gaia 光学测光数据在 CMD 上分析的研究

相对于基于光谱视向速度变化观测的研究，基于 Gaia 光学测光数据在 CMD 上进行双星分析更加经济实惠。这种方法既不需要大型望远镜进行高精度的光谱观测，也不需要进行昂贵耗时的时域观测。只需三个光学波段的测光数据，就能确定每颗星在 CMD 上的位置。在 CMD 上，双星与单星会有所区分，通过将数据与不同质量和不同质比的模型进行比对，可以获取双星的性质。然而，这种方法也存在一定的局限性。在基于 Gaia 测光数据的 CMD 上， $q < 0.4$ 的双星与单星几乎无法区分（见图1-9），因此该方法只能对 $q > 0.4$ 的双星进行有效区分。实际上，许多研究只能对 $q > 0.6$ 的双星进行有效分析。

从 CMD 上获取双星分布特性的研究具体还可分为三种方法：①直接在 CMD 上划分单星和双星区域，通过对两个区域的观测数据分别计数计算双星比例 (Jadhav et al., 2021; Cordoni et al., 2023)。例如，将 $q = 0.6$ 模型线以上的星都归为双星， $q = 0.6$ 模型线以下的都归为单星，分别对两个区域计数，就可以得到较为准确的 $q > 0.6$ 的双星比例。②假设一定的质量函数、双星比例和质比分布形状（如单一的幂律分布），在 CMD 上构建复杂的单星与双星混合模型，与测光数据进行拟合，获得双星比例以及质量函数和质比分布的参数 (Niu et al., 2020; Donada et al., 2023)。这种方法可以获得较低质比下限 ($q_{\text{lim}} \leq 0.2$) 的双星比例，但得到的结果是依赖于模型的，可能不完全反映真实情况。③通过蒙特卡罗方法用模型等龄线在 CMD 上生成很多不同质量和质比的模拟数据，然后通过找测光数据到模拟数据之间的最短距离得到最佳拟合值；多次迭代后，取多次的最佳拟合值的中位值作为最终结果，以此判定双星并获得双星比例 Almeida et al. (2023)。这种方法与前两种方法的区别是可以得到每一颗星的双星质量，但是在 Gaia 的 CMD 上，实际很难区分 $q < 0.4$ 的双星和单星，利用最佳拟合值和中位值获得的总双星比例可能不够准确。以下是这些研究与我们结果的详细对比：

• [Jadhav et al. \(2021\)](#) 和 [Cordoni et al. \(2023\)](#) 都是直接在 CMD 上划分单星区域和双星区域，通过计数计算双星比例。[Jadhav et al. \(2021\)](#) 使用 Gaia DR2 数据，在 Gaia 绝对星等 $0\text{mag} < M_G < 10\text{mag}$ （转化为质量范围约为 $0.4-3.5M_\odot$ ）的范围内，得到 $q > 0.6$ 的双星比例为 0.14 ± 0.02 ，与我们在相应质量范围内的结果 0.13 ± 0.02 基本一致。[Cordoni et al. \(2023\)](#) 使用 Gaia DR3，在大约 $0.3-0.9M_\odot$ 范围内，得到 $q > 0.6$ 的双星比例为 0.059 ± 0.04 。虽然在两倍误差范围内接近，但是明显小于我们的 0.12 ± 0.01 。这种偏小可能是他们对双星区域的划分较为严格导致的。他们在划分双星区域时，只将 $q = 0.6 - 1$ 模型线之间的区域划为双星区域，并没有包含 $q = 1$ 模型线以上的星。而我们的样本并没有将 $q = 1$ 模型线以上的星全部剔除（见图 5-6），因为测光数据误差也可能导致双星在 CMD 上处于 $q = 1$ 模型线偏上一点的区域。

• [Niu et al. \(2020\)](#) 和 [Donada et al. \(2023\)](#) 都是通过假设质比分布为单一幂律分布，在 CMD 上构建单星与双星混合模型，与测光数据进行拟合，获取双星比例。[Niu et al. \(2020\)](#) 使用 Gaia DR2 数据，在 $0.57-3.75M_\odot$ 范围内，得到总双星比例为 0.41 ± 0.04 ，比我们的结果 0.66 ± 0.04 少三分之一。然而，当限制质量范围在 $0.6-1M_\odot$ ，质比下限为 0.5 时，[Niu et al. \(2020\)](#) 的双星比例 0.20 ± 0.03 与我们的 0.21 ± 0.03 非常吻合。这可能是因为他们使用的单一幂律分布并不能反映真实的质比分布（详情见下一节的图 6-5），所以导致他们的双星比例缺少了很多 $q < 0.5$ 的双星。[Donada et al. \(2023\)](#) 使用 Gaia EDR3 数据，在 $0.18-2.295M_\odot$ 范围内得到 $q > 0.6$ 的双星比例为 0.078 ± 0.009 ，与我们的结果 0.091 ± 0.009 在两倍的误差范围内接近。

• [Almeida et al. \(2023\)](#) 使用 Gaia EDR3（天体测量和测光数据与 Gaia DR3 一致），在 CMD 上拟合每一颗星的主星质量和可能的次星质量，得到双星比例为 0.19 (230/1236)。[Almeida et al. \(2023\)](#) 未给出质量范围，如果与我们全质量范围的总双星比例比较，比我们的 0.35 少大概三分之一。不过，他们指出，0.19 只是一个下限，因为暗于 16 等会有很多场星污染。

• 在以上三种方法中，第一种方法的两个研究 ([Jadhav et al., 2021](#); [Cordoni et al., 2023](#)) 不仅给出了一个质量范围内的双星比例，还在质量上进行分段，得到不同质量范围内 $q > 0.6$ 的双星比例。[Jadhav et al. \(2021\)](#) 在 Gaia 星等上分为 5 段：0-2、2-4、4-6、6-8、8-10mag，得到每段 $q > 0.6$ 的双星比例为 0.23、0.31、0.15、0.1、0.06，随着星等减小，质量越大。他们的结果显示除了最大质量段，双星比例随主星质量增加有明显的增加趋势，这与我们的结果有明显差异。不过这可能与他们的双星比例包含较多三星四星等高阶系统有关，而我们分析的样本事先剔除了较多可能的三星四星（见第 5 章）。与 [Jadhav et al. \(2021\)](#) 不同，[Cordoni et al. \(2023\)](#) 对双星区域的划分比较严格，剔除了较多三星四星。他们的结果显示，在 $0.3-0.9M_\odot$ 质量范围内， $q > 0.6$ 的双星比例与主星质量之间的关系基本是平的，与我们的结果相似。

通过与基于 Gaia 光学测光数据在 CMD 上分析的研究结果的对比，可以看

到，他们的大质比 ($q > 0.5$ 或 $q > 0.6$) 双星比例与我们的非常接近 (见图6-2上的绿色点) (Jadhav et al., 2021; Niu et al., 2020; Cordoni et al., 2023; Donada et al., 2023)，但是包含了 $q < 0.5$ 的双星比例比我们的结果明显小很多，大约比我们小三分之一 (见图6-2上的橙色点) (Niu et al., 2020; Almeida et al., 2023)。其中Jadhav et al. (2021) 和Cordoni et al. (2023) 还得到 $q > 0.6$ 双星比例与主星质量的关系，Jadhav et al. (2021) 的样本可能因为包含较多三星四星，所以双星比例与主星质量有明显递增趋势，与我们的趋势不同；而Cordoni et al. (2023) 剔除了较多的三星四星，得到的双星比例与主星质量关系基本是平的，与我们的结果相似。

3. 结合光学和红外测光数据在伪颜色图上分析的研究

在与上一类方法的结果对比中，我们可以看到，仅使用光学测光数据在 CMD 上很难有效分析 $q < 0.6$ 的双星，其得到的总双星比例大约比我们的结果小三分之一。 $q < 0.6$ 双星在光学波段与单星差别很小，但是在红外波段会有明显差异，因此有研究结合光学和红外测光数据对小质比双星进行更好的分析。

Malofeeva et al. (2023) 结合 Gaia DR2、2MASS 和 WISE 数据，尝试了不同的星等组合，最后发现在 W2-(BP-K) vs (H-W2)-W1 这个组合的图上 (他们称之为伪颜色图)，可以有效区分小质比 ($q = 0.2$) 双星和单星。该研究在伪颜色图上用不同 q 值的模型线进行区域划分，通过对每个区域的数据点进行计数，得到昴星团在 $0.5-1.8M_{\odot}$ 范围内的双星比例为 0.73 ± 0.03 ，略高于我们的结果 0.61 ± 0.04 ，这可能是由两个因素导致的。一方面，该结果包含了三星四星，如果我们将其中的三星四星去除，双星比例会降到约 0.71；另一方面，该结果将 $q = 0 - 0.2$ 之间的星全部归为双星。然而，观测误差也可能导致单星在这个区间，所以会导致他们得到的双星比例偏高。

对比总结：以上，我们将得到的昴星团的双星比例与其他方法的研究结果进行了对比，主要对比结果见表6-2和图6-2。这些研究可分为三类，第一类是基于光谱视向速度变化观测的研究，第二类是基于光学测光数据在 CMD 上分析的研究，第三类是结合光学和红外测光数据在伪颜色图上分析的研究。我们的大质比 ($q > 0.5$ 或 $q > 0.6$) 双星比例与第二类研究结果相近 (Jadhav et al., 2021; Niu et al., 2020; Donada et al., 2023)；更小质比下限 ($q_{\text{lim}} < 0.2$) 的双星比例比第三类研究结果略小 (Malofeeva et al., 2023)，但比第一类 (Torres et al., 2021) 和第二类 (Niu et al., 2020; Almeida et al., 2023) 的研究结果大很多 (大约是它们的 1.5-2 倍)。与第一类的研究结果的差异，主要来自于他们的方法无法探测周期大于 1 万天的长周期双星，且对小质比双星不敏感。与第二类的研究结果差异，主要是因为只在光学波段的 CMD 上，无法准确区分 $q < 0.6$ 的双星和单星。与第三类研究的结果差异主要来自于他们的结果包含了很多三星四星，且无法很好区分 $q < 0.2$ 的双星与单星。

这些研究中，只有第二类的部分研究给出了昴星团双星比例与主星质量的

关系，不过它们的结果只局限于大质比 ($q > 0.6$) 双星比例与主星质量的关系。[Jadhav et al. \(2021\)](#) 包含了较多三星四星，得到的双星比例与主星质量之间存在明显递增关系，与我们的结果有明显差异。而 ([Cordoni et al., 2023](#)) 剔除了较多三星四星，得到的双星比例与主星质量关系较平，与我们的结果相似。

与其他方法相比，我们的方法具有明显优势，我们对双星可探测的质比下限为 $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$ 。相对于第一和第二类方法，我们可以更好地对小质比双星进行分析；相对于第三类方法，我们不仅对小质比双星分析的质量范围更大，而且对 $q < 0.2$ 的双星也可以进行准确分析。接下来，我们将我们在昴星团中得到的结果与其他疏散星团、场星的结果进行对比，以了解昴星团的双星比例与其他疏散星团和场星的差异，并且探索我们在昴星团中发现的双星比例与主星质量的关系受质比下限影响的这个结果在其他疏散星团是否也存在。

6.1.3 与其他疏散星团、场星的对比

本小节，我们将在昴星团中得到的双星比例以及其与主星质量的关系与其他疏散星团和场星进行比较。首先，让我们回顾一下我们在昴星团中的结果：在 $0.097\text{-}4.894M_{\odot}$ 质量范围内，我们得到总双星比例为 0.351 ± 0.016 ，质比大于 0.2、0.4、0.6、0.8 的双星比例分别为 0.290 ± 0.015 、 0.180 ± 0.012 、 0.099 ± 0.009 、 0.052 ± 0.006 ； $q > 0.2$ 的双星比例随主星质量的增加而增加，但是 $q > 0.4$ 、0.6、0.8 的双星比例与主星质量的关系较平，只在质量大于 $3M_{\odot}$ 时有明显上升。但这个质量范围仅有 9 颗星，无法判断这个上升趋势的真实性。接下来，我们先将我们的结果与其他疏散星团进行比较，然后与不同光谱型的场星进行对比。

首先，我们将在昴星团中得到的结果与其他疏散星团进行比较。目前，对疏散星团进行较为完备双星分析的研究大多都是基于光学测光数据在 CMD 上进行分析。在上一节对比中，我们提到，这种方法在 $q > 0.6$ 的情况下得到的双星比例是可靠的，但是在 $q < 0.6$ 时并不能很好地区分双星与单星。因此，在与这类研究结果对比时，我们只与其大质比 ($q > 0.6$) 双星比例进行对比。而结合光学与红外测光数据的研究可以较好分辨 $q < 0.6$ 的双星，对于这类研究，我们对总双星比例。接下来，我们将逐一与这些研究进行比较。

- [Jadhav et al. \(2021\)](#) 使用 Gaia DR2 数据在 CMD 上对 23 个疏散星团 ($7.74 < \log(\text{Age}[\text{yr}]) < 9.3$, $-0.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.16$, 包括昴星团) 进行双星统计研究。他们得到这些团的 $q > 0.6$ 的双星比例在 0.12-0.38 之间，均高于我们在昴星团中得到的 0.099。即使是与他们自己在局部质量范围内得到的昴星团双星比例 0.14 比，也只有两个团的双星比例比昴星团低，这表明昴星团的大质比双星比例在疏散星团中相对较低。[Jadhav et al. \(2021\)](#) 还探索了双星比例与主星质量的关系，并提出大质比 ($q > 0.6$) 双星比例随着主星质量的增加而增加。然而，经过详细比对，我们发现他们得到的增加关系在较小质量段 ($M_G > 4$, 换算成质量约为 $< 1.2M_{\odot}$) 较为平缓，到较大质量段才呈现出明显的上升趋势。这与我们的结果有相似之处，我们的大质比 ($q > 0.6$) 双星比例在 $0.23\text{-}3M_{\odot}$ 与主星质量的关系

比较平缓，到 $3M_{\odot}$ 以上才出现明显的上升。

- [Cordoni et al. \(2023\)](#) 使用 Gaia DR3 测光数据在 CMD 上对 78 个疏散星团 ($8 < \log(\text{Age}[\text{yr}]) < 10$, $-0.4 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.4$, 包括昴星团) 进行双星统计研究。他们得到这 78 个疏散星团的大质比 (质比下限在 0.6-0.7 之间) 双星比例在 0.057-0.24 之间。与我们在昴星团中得到的 $q > 0.6$ 的双星比例 0.099 相比, 他们得到的大多数 (约 58 个) 疏散星团的双星比例都高于昴星团的值。如果是和他们自己得到的昴星团双星比例 0.059 比较, 那么只有一个团的双星比例低于昴星团。这表明相对其他疏散星团, 昴星团的大质比双星比例确实偏低。除了得到每个疏散星团整体的双星比例, [Cordoni et al. \(2023\)](#) 还在质量上分段, 分析了这 78 个疏散星团大质比 ($q > 0.6$) 双星比例与主星质量的关系。他们发现有 72 个大质比双星比例与主星质量的关系都是平的, 这与我们在昴星团中得到的结果类似, 表明这种现象并不是特例, 而是普遍存在于疏散星团中。

- [Donada et al. \(2023\)](#) 使用 Gaia EDR3 数据在 CMD 上对 202 个疏散星团 ($6.82 < \log(\text{Age}[\text{yr}]) < 9.48$, $-0.6 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.6$, 包括昴星团) 进行双星统计研究。他们得到这 202 个疏散星团 $q > 0.6$ 的双星比例在 0.048-0.673 之间, 其中只有 30 个团的双星比例小于我们得到的昴星团的双星比例 (0.099), 再次证明了, 昴星团的大质比双星比例在疏散星团中偏低。

- [Childs et al. \(2024\)](#) 结合 Gaia DR3、Pan-STARRS 和 2MASS 数据对每颗星进行 SED 拟合, 得到 6 个疏散星团 ($8.098 < \log(\text{Age}[\text{yr}]) < 9.718$, $-0.16 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.23$) 的总双星比例在 0.29-0.6 之间, 只有一个星团 NGC 7789 比我们得到的昴星团双星比例 (0.35) 小。

- [Malofeeva et al. \(2023\)](#) 结合 Gaia DR2、2MASS 和 WISE 数据在 W2-(BP-K) vs (H-W2)-W1 伪颜色图上, 对 Alpha Persei、Praesepe、NGC 1039 和昴星团在 $1M_{\odot}$ 附近的双星比例 (包含三星四星) 进行了分析。得到这四个团的双星比例分别为 0.65 ± 0.03 、 0.60 ± 0.04 、 0.70 ± 0.02 和 0.73 ± 0.03 。在这四个团中, 昴星团双星比例是最大的, 这或许是因为昴星团有较多的小质比双星。

- [Li et al. \(2020\)](#) 使用 Gaia DR2 数据在 CMD 上对 NGC 3532 ($\log(\text{Age}[\text{yr}])=8.6$, $[\text{Fe}/\text{H}]=0$) 进行双星研究。虽然该研究只针对一个星团, 但是他们对比了不同质比下限的双星比例与主星质量的关系。首先, 他们得到 NGC 3532 $q > 0.7$ 的双星比例为 0.096 ± 0.007 , 与我们在昴星团中的值 0.072 ± 0.007 相比, 差异不大。接着, 他们将主星质量分为两段 ($0.5-0.75M_{\odot}$ 和 $0.75-1.5M_{\odot}$), 分别计算两个质量段不同质比下限 ($q_{\text{lim}}=0.2, 0.5, 0.7$) 的双星比例。在 $q > 0.7$ 时, 小质量段的双星比例 (0.094 ± 0.010) 与大质量段的 (0.103 ± 0.010) 差别很小; 在 $q > 0.5$ 时, 小质量段的双星比例 (0.143 ± 0.012) 明显小于大质量段 (0.182 ± 0.014); 在 $q > 0.2$ 时, 小质量段双星比例 (0.194 ± 0.022) 与大质量段 (0.337 ± 0.030) 的差异更为显著。总而言之, 大质比 ($q > 0.7$) 双星比例随主星质量变化不大, 但是大质量星明显有更多小质比双星, 导致 $q > 0.2$ 的双星比例随主星质量的增大有明显增加趋势。这一现象与我们在昴星团中发现的类似。

然后，我们将我们得到的昴星团的结果与场星的结果进行对比。不同于疏散星团中的双星研究是以星团为单位，场星的双星研究通常按照光谱型进行分类，所以我们也昴星团相应的光谱型质量范围内计算双星比例，与场星的结果进行对比。M, KGF, A, late-B 型星对应的质量分段点约为 $[0.09, 0.6, 1.3, 3, 5]M_{\odot}$ ，我们计算昴星团里这些光谱型对应的总双星比例分别为 0.23 ± 0.02 、 0.62 ± 0.05 、 0.86 ± 0.11 、 0.96 ± 0.33 。而场星中对应光谱型的双星比例分别为 0.268 ± 0.014 (Winters et al., 2019)、 0.47 ± 0.03 (Tokovinin, 2014)、 0.689 ± 0.070 (De Rosa et al., 2014)、 0.81 ± 0.06 (Moe et al., 2017)。相比之下，除了 M 矮星，其他更大质量主星对应的双星比例，我们得到的都略大。这可能是因为场星中的双星探测主要来源于光谱视向速度观测、掩食、自适应光学成像等手段，对小质比双星（尤其是 $q < 0.2$ 的双星）不够敏感。而我们的方法可探测质比下限为 $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$ ，可以探测出更多的小质比双星。



对比总结：我们与其他疏散星团的对比结果主要有三点：首先，我们发现大部分的疏散星团 $q > 0.6$ 的双星比例都高于昴星团 (Jadhav et al., 2021; Cordoni et al., 2023; Donada et al., 2023; Mohandasan et al., 2024; Childs et al., 2024)，但是部分疏散星团包含 $q < 0.2$ 的总双星比例 Malofeeva et al. (2023) 略小于昴星团；其次，大质比 ($q > 0.6$) 双星比例随主星质量的关系较平这一现象在疏散星团中普遍存在 (Jadhav et al., 2021; Cordoni et al., 2023; Mohandasan et al., 2024; Li et al., 2020)；最后，也有研究对比了不同质比下限双星比例随主星质量的关系，发现质比下限更低（如 $q > 0.2$ ）的双星比例与主星质量的递增关系确实比大质比 ($q > 0.7$) 双星的关系更明显 (Li et al., 2020)。我们与场星的对比主要结果是：除了 M 矮星，其他更大质量主星对应的双星比例，我们得到的比场星更大，这可能是因为我们的方法可以探测到更多小质比（尤其是 $q < 0.2$ ）的双星。对小质比双星的探测能力不仅使得我们可以得到更加完整的双星比例，还可以得到更加完整的质比分布，下一节我们将对我们得到的昴星团质比分布进行分析与讨论。

6.2 双星质比分布

6.2.1 总体的质比分布

双星质比分布是**双星群**的重要统计性质。我们的方法可探测双星质比下限很低, $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$, 因此可以得到非常完整的质比分布。图6-3展示了昴星团中所有双星 $[M_1, q]$ 的二维 PDF。我们移除了质量小于 $0.117M_{\odot}$ 的部分, 因为我们的样本中质量低于这个值的双星质比分布不完整。蓝线代表我们可探测最低质比, 可以看到, 几乎每个质量处, 在蓝线附近都有较高概率, 显示有很多小质比双星。我们将蓝线以上、黑色虚线右边的分布对主星质量进行积分, 得到双星总体的质比分布。

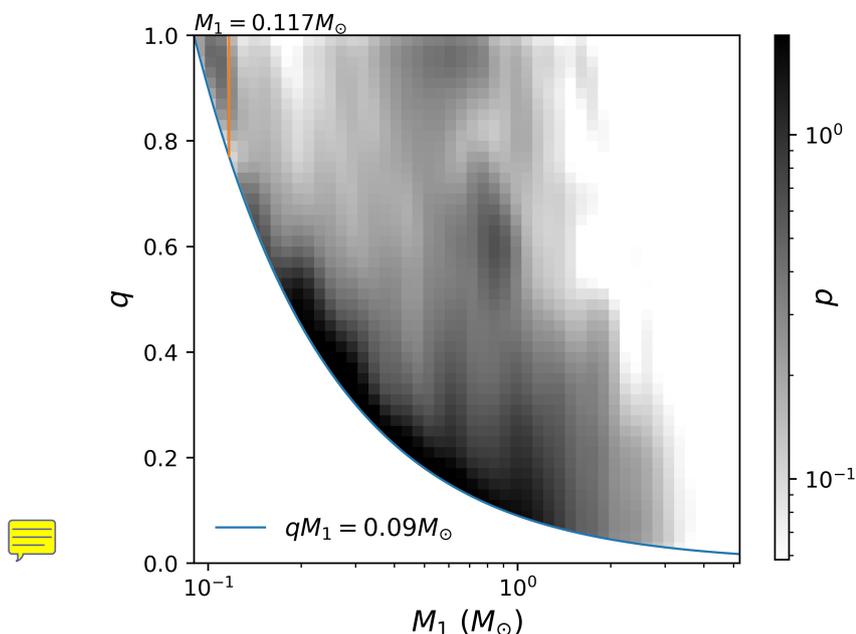


图 6-3 昴星团的双星二维概率密度分布的堆叠图。横坐标是主星质量, 纵坐标是质比。灰度深浅反映该处总的概率密度大小。蓝线代表我们可探测质比下限; 我们的样本中 $M_1 < 0.117M_{\odot}$ 的双星分布不全, 因此在进行质比分布的分析时被截去, 见图中左上角橙色线。将蓝线以上橙色线往右的概率密度分布对主星质量进行积分可以得到双星的质比分布。

如图6-4左图所示, 蓝色直方图是我们得到的质比分布。考虑到质比的误差典型值为 0.1, 我们将 q 从 0 到 1 分成了 10 段, 每段间隔 0.1。与普遍的认知不同, 我们的分布并不符合一个单一幂律分布, 而呈现出先上升, 然后在 $q = 0.3$ 附近下降, 再到 $q = 0.8$ 附近急剧上升的趋势。其中, $q < 0.3$ 时呈现的上升趋势可能是我们研究的双星涵盖了较宽的质量范围所致。随着主星质量的减小, 双星质比的下限也随之加高 (见图6-3中蓝线), 导致小质比的双星数量减少, 因此质比分布的峰值位置可能与双星质量函数峰值相关。另外, 在 $q > 0.8$ 时形成的凸起显示 twins 双星 ($q = 1$ 的双星) 的超出。

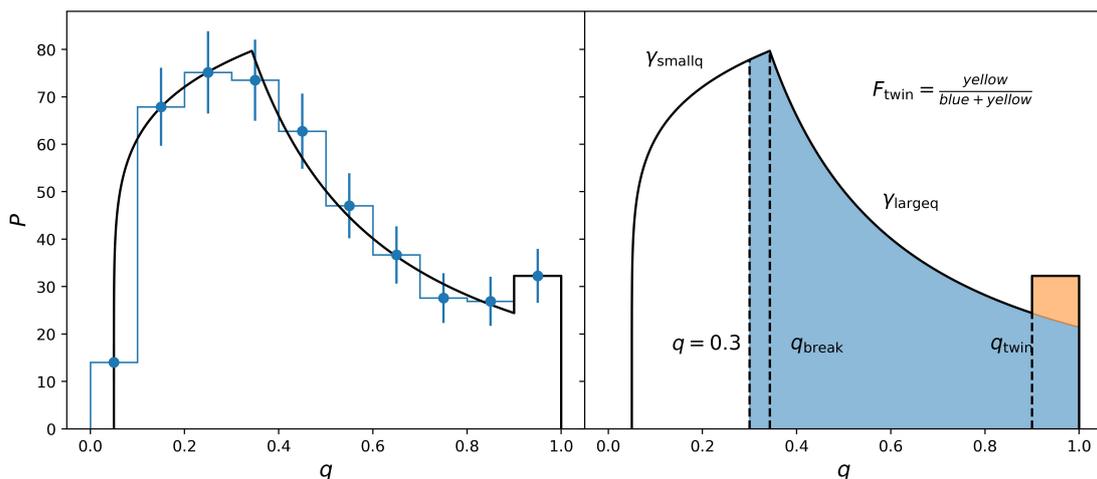


图 6-4 昴星团的双星质比分布及其模型拟合。左图蓝色直方图和误差棒代表我们得到的质比分布，黑色线代表我们用 Moe et al. (2017) 的模型进行拟合得到的模型线。右图展示了模型的基本参数，该模型分为三段： $q < q_{\text{break}}$ 时，质比分布服从 $\gamma_{\text{small}q}$ 的幂律分布； $q_{\text{break}} < q < q_{\text{twin}}$ 时， q 分布服从 $\gamma_{\text{large}q}$ 的幂律分布； $q > q_{\text{twin}}$ 时，用一个平的分描述 twins 双星的超出。超出的 twins 双星比例 F_{twin} 通过计算橘色凸起部分面积除以 $q > 0.3$ 的总面积得到。

6.2.2 质比分布的拟合

由上述可知，我们得到的 q 分布并不能用单一幂律分布来描述，因此我们采用了 Moe et al. (2017) 提出的质比模型对我们的质比分布进行拟合。如图 6-4 右图所示，该模型用 q_{break} 和 q_{twin} 将质比分布分为三段，第一段幂律上升，第二段幂律下降，第三段是一个平的分，用于描述 twins 双星的超出。超出的 twins 双星比例 F_{twin} 通过计算黄色区域面积与 $q > 0.3$ 部分总面积的比例得出。我们拟合的数据见左图的蓝色误差棒，误差通过泊松误差 \sqrt{P} 估算得到。Moe et al. (2017) 提出的 q_{twin} 为 0.95，但是考虑到我们的质比分布间隔为 0.1，因此我们将 q_{twin} 设置为 0.9。我们用 $q = 0 - 0.3$ 之间的数据拟合 $\gamma_{\text{small}q}$ ，用 $q = 0.4 - 0.8$ 之间的数据拟合 $\gamma_{\text{large}q}$ ，然后通过计算这两条模型线的交点，确定 q_{break} 的值。我们拟合得到的参数见表 6-3： $\gamma_{\text{small}q} = 0.15 \pm 0.04$ ， $\gamma_{\text{large}q} = -1.23 \pm 0.22$ ， $q_{\text{break}} = 0.34$ ， $F_{\text{twin}} = 0.03$ 。接下来，我们将得到的质比分布与其他方法得到的昴星团研究结果进行对比。

表 6-3 昴星团质比分布参数

$\gamma_{\text{small}q}$	$\gamma_{\text{large}q}$	q_{break}	q_{twin}	F_{twin}
0.15 ± 0.04	-1.23 ± 0.22	0.34	0.9	0.03

6.2.3 与其他方法得到的昴星团研究结果的对比

与我们的研究结果不同，已有的研究大多认为昴星团的质比分布是平的。例如，Torres et al. (2021) 基于光谱视向速度变化观测的研究得出，昴星团的双星质比分布基本是平的，在 $q = 1$ 可能略有上升。Cordoni et al. (2023) 使用 Gaia DR3 数据，在 CMD 上直接用模型线将双星区域分为三个质比范围区域 (0.6-0.75、0.75-0.85、0.85-1)，通过对每个区域内观测数据计数，得到昴星团的双星质比分布，结果显示昴星团的质比分布在 $q > 0.6$ 的范围内是平的。Niu et al. (2020) 假设质比分布为单一的幂律模型，构建单星和双星混合模型，在 CMD 上拟合 Gaia DR2 测光数据得到质比分布的幂律指数为 0.22 ± 0.04 ，也是平的。然而以上这些研究都有一定的局限性：

- Torres et al. (2021) 基于光谱视向速度变化观测的研究对大质比（如 $q > 0.4$ ）双星更敏感，而对小质比双星缺乏探测能力，尤其是会漏掉很多 $q < 0.2$ 的双星。并且他们的研究只局限于周期小于一万天的双星，对于长周期双星无法获取相应的信息，因此得到的质比分布并不能反映真实情况。

- Cordoni et al. (2023) 只得到了 $q > 0.6$ 的质比分布，并不完整。且他们在 q 上只分了 3 段，用三个点描述质比分布，无法刻画质比分布的细节。如图6-4所示，我们得到的质比分布在 $q=0.6-1$ 之间呈现先下降再上升的趋势。因此，如果只分为三段的话，确实可能得到较平的分佈。

- Niu et al. (2020) 的结果依赖于其采用的模型设置，他们采用的单一幂律模型不一定能反映真实的质比分布。如图6-5中蓝色线所示，他们得到的质比分布与我们的结果存在明显差异。我们的质比分布在 0.3 左右有一个峰值，而他们的质比分布是一个单调上升的形状。在上一节中，我们与他们对过不同质比下限的双星比例。在 $q > 0.5$ 时，他们得到的昴星团双星比例与我们的结果基本一致，但是他们得到的总双星比例比我们少大约三分之一。这表明他们得到的大质比双星数量与我们的相差不大，但是遗漏了许多 $q < 0.5$ 的双星。

总的来说，这些研究，要么对小质比双星探测不够完备，要么由于方法限制，质比分布范围不全，要么依赖于质比分布模型无法描述复杂的质比分布，因此他们的结论只在特定的条件下才成立。而我们的质比分布来自于对每颗星的质量拟合，不依赖质比模型，且可探测质比下限很低， $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$ ，因此可以得到更为完整且细致的质比分布。近期也有研究在较大的质比范围内不依赖于模型得到昴星团的质比分布，可与我们的结果进行直接比较。

Malofeeva et al. (2023) 结合 Gaia DR2、2MASS 和 WISE 数据，尝试了不同的星等组合，最后发现在 W2-(BP-K) vs (H-W2)-W1 这个组合的图上（他们称之为伪颜色图）可以有效区分小质比（ $q = 0.2$ ）双星和单星。该研究在伪颜色图上用不同 q 值的模型线进行区域划分，共分为 $q=0-0.2$ 、 $0.2-0.4$ 、 $0.4-0.6$ 、 $0.6-0.8$ 、 $0.8-1$ 五个质比区域，通过对每个区域的观测数据点进行计数，可以得到双星的质比分布。他们在 $0.5-1.8M_{\odot}$ 范围内得到昴星团的质比分布，发现他们得到的质比

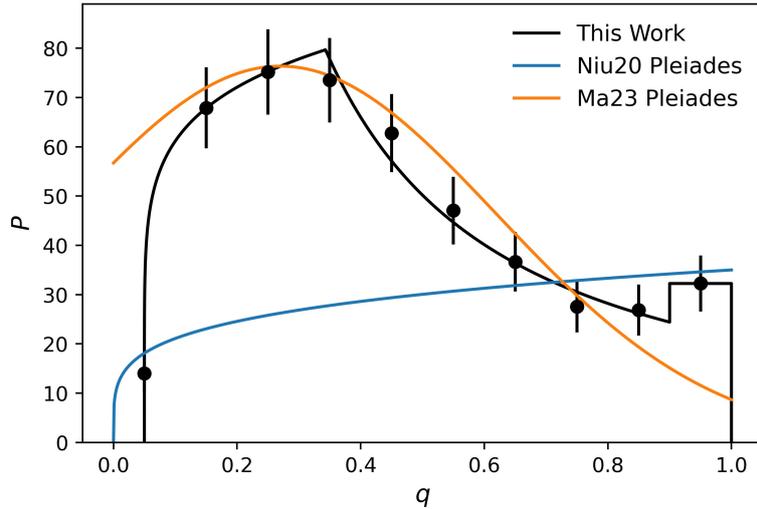


图 6-5 与其他方法得到的昴星团质比分布的对比。黑色误差棒是我们的质比分布，黑色线是拟合得到的模型线。蓝色线代表 Niu et al. (2020) 的质比分布，为 $\gamma = 0.22$ 的幂律分布。橙色线代表 Malofeeva et al. (2023) 的质比分布，为 $\mu=0.27$ 、 $\sigma=0.35$ 的高斯分布。

分布可以用高斯分布很好地进行描述，并给出了高斯分布的参数： $\mu=0.27\pm 0.03$ ， $\sigma=0.35\pm 0.07$ 。我们将他们的质比分布与我们的放在一起对比。如图 6-5 橙色线所示，我们发现他们得到的昴星团质比分布与我们的结果趋势相似，都是先上升，然后在 $q = 0.3$ 左右达到峰值并开始下降，但是在最小质比 ($q < 0.1$) 和较大质比段 ($q > 0.8$) 有明显差异。

我们和 Malofeeva et al. (2023) 在最小质比段和最大质比段的差异，可能主要源于他们方法上的限制。他们通过将观测数据划分为不同的质比区域并对每个区域进行计数来获取质比分布，但观测误差会导致部分星的观测数据可能不在应在的质比区域，而是混入别的区域，因此每个质比区域会缺失一部分超出本区域的星并且混入一些相邻区域的星。这种情况在中间质比区域的影响相对较小，但是对两侧的边缘区域可能会造成显著影响。如在 $q = 0 - 0.2$ 的区域内， $q = 0$ 模型线处的单星密度很高，由于观测误差会有大量的单星混入 $q = 0 - 0.2$ 这个区域导致这个区间的星数过多；在 $q = 0.9 - 1$ 这个区域，一部分星扩散到 $q = 1$ 以外的区域，可能会造成这一区域星数的减少。而我们的结果基于贝叶斯统计得到的 PDF 进行分析，可以将对双星准确分析的质比下限降至 $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$ ，因此他们的质比分布，在 $q = 0 - 0.2$ 区间比我们数量更多，在 $q = 0.9 - 1$ 区间比我们的数量更少。

对比总结：基于光谱视向速度变化观测的研究 (Torres et al., 2021) 和基于 Gaia 测光数据在 CMD 上分析的研究 (Niu et al., 2020; Cordoni et al., 2023) 得到的质比分布都倾向于认为昴星团的质比分布是平的，与我们得到的质比分布相比缺少很多 $q < 0.5$ 双星。结合 Gaia DR2、2MASS 和 WISE 数据在 W2-(BP-K) vs (H-W2)-W1 图上进行分析的研究 (Malofeeva et al., 2023) 则得到昴星团的质比分

布在 $q = 0.3$ 左右有一个峰值，与我们的质比分布形状大体相似。然而，由于方法的限制，他们在 $q = 0 - 0.2$ 区间比我们星数更多，在 $q = 0.9 - 1$ 区间比我们的星数更少。接下来我们将昴星团的质比分布与其他疏散星团和场星的质比分布进行对比，以分析和它们的异同。

6.2.4 与其他疏散星团、场星的对比

在上一小节中对比的四个研究中，有三个研究 (Niu et al., 2020; Cordoni et al., 2023; Malofeeva et al., 2023) 不仅研究了昴星团的质比分布，还研究了其他疏散星团。其中，Niu et al. (2020) 的结果依赖于模型设置，Cordoni et al. (2023) 只能得到 $q > 0.6$ 的质比分布，无法与我们进行有效对比，因此我们只与 Malofeeva et al. (2023) 的研究进行对比。

Malofeeva et al. (2023) 不仅得到了昴星团较为完整的 q 分布，还研究了 Alpha Persei、Praesepe、NGC 1039 的 q 分布。如图6-6所示，为了方便对比，我们将不同团的模型线乘以不同系数，在相同高度进行对比。由于方法的差异，我们无法在 $q=0-0.2$ 和 $0.9-1$ 两个区间进行有效对比，因此我们将主要关注在 $q=0.2-0.9$ 范围内的对比。尽管这三个团的 q 分布也呈现出先上升后下降的趋势，但是它们的峰值和下降斜率与昴星团存在明显差异。在峰值方面，Alpha Persei 和 Praesepe 与昴星团相比较小，而 NGC 1039 的峰值则明显较大，在 $q = 0.5 - 0.6$ 之间，这可能是由于 NGC 1039 的双星质量函数峰值比昴星团、Alpha Persei 和 Praesepe 更小所致；在下降斜率方面，Praesepe 和 NGC 1039 的斜率比昴星团更陡，而 Alpha Persei 的斜率较平，都显示出与昴星团明显的差异。

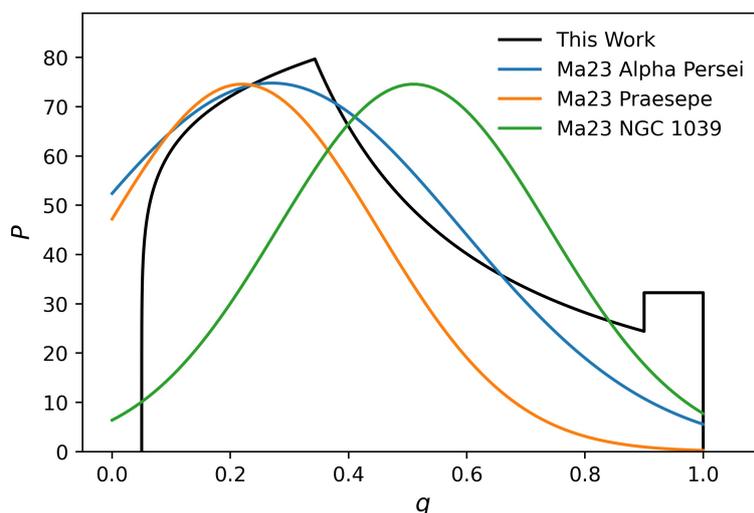


图 6-6 与其他疏散星团质比分布的对比。黑色线是我们拟合得到的昴星团质比分布，蓝色、橙色和绿色线分别代表 Alpha Persei、Praesepe 和 NGC 1039 的质比分布。

除了和其他疏散星团的对比，我们还将昴星团的质比分布与场星进行对比。场星中，除了褐矮星、中型和晚型 M 矮星的质比分布倾向于等质量的双星，其他光谱型双星的质比分布大体都呈平坦分布 (Offner et al., 2023)；而我们的质比

分布不仅在 $q = 1$ 处有个峰值，在 $q = 0.3$ 左右有一个更大的峰值。根据图6-6中的黑线所代表的昴星团质比分布，我们推测相对于场星中平的质比分布，我们探测到更多 $q < 0.6$ 的双星。这或许是因为场星中探测双星的方法通常是通过光谱视向速度、掩食现象、高分辨率成像等手段，这些方法对小质比双星不够敏感；而我们的方法可探测质比下限 $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$ 。例如，对于主星质量为 $1M_{\odot}$ 的双星，我们可探测的质比下限为 0.09。因此，我们可以得到更为完整的质比分布。

对比总结：与其它疏散星团的质比分布相比，昴星团的峰值和下降斜率存在明显差异 (Malofeeva et al., 2023)。与场星的质比分布相比，我们得到的昴星团的质比分布中有更多小质比双星，这可能是因为在场星中探测双星的方法对小质比双星不敏感所致。

6.3 本章小结

我们基于昴星团整体的 $[M_1, q]$ 二维概率密度分布，对昴星团的双星分布特性进行分析，得到的结果主要有三点：①在主星质量 $0.097\text{-}4.894M_{\odot}$ 范围内，我们得到昴星团 $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$ 的总双星比例 $f_b = 0.351 \pm 0.016$ 。②我们发现昴星团较大质比 ($q > 0.4$ 、 $q > 0.6$ 、 $q > 0.8$) 双星比例随主星质量的关系较平，而 $q > 0.2$ 的双星比例随主星质量的增加而单调递增，这表明更大质量主星相对较小质量主星有更多 $0.2 < q < 0.4$ 的双星。③我们得到的昴星团质比分布并不是简单的单一幂律分布，而是在 $q = 0.3$ 左右和 $q = 1$ 各有一个峰值；质比分布先以 $\gamma = 0.15 \pm 0.04$ 的幂律分布上升，在 $q = 0.34$ 达到峰值，然后以 $\gamma = -1.23 \pm 0.22$ 的幂律分布下降，在 $q = 0.8$ 左右又快速上升，在 $q = 1$ 达到第二个峰值，显示出 twins 双星的超出；超出的 twins 双星比例 $F_{\text{twin}} = 0.03$ 。

将我们得到的昴星团双星分布特性与其他方法得到的结果对比，发现：①相较于基于光谱视向速度变化数据分析和基于光学测光数据在 CMD 上分析的研究，我们可以分辨出更多的 $q < 0.5$ 的双星。②相对于结合光学与红外数据在伪颜色图上分析的研究，一方面，我们可分辨小质比 ($q < 0.2$) 双星的质量范围更大，从他们的 $0.5\text{-}1.8M_{\odot}$ 扩展到 $0.097\text{-}4.894M_{\odot}$ ；另一方面，我们采用贝叶斯统计分析，相比他们，在 $q < 0.2$ 的分析更加精确，我们对双星质量准确测量的 $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$ 。

将我们得到的昴星团双星分布特性与其他疏散星团和场星进行对比，发现：①昴星团 $q > 0.6$ 的双星比例在疏散星团中相对较低。②大质比 ($q > 0.6$) 双星比例随主星质量关系较平的现象在疏散星团中普遍存在；也有研究发现较小质比下限 ($q > 0.2$) 的双星比例随主星质量的递增关系比大质比 ($q > 0.6$) 双星中更明显。③昴星团质比分布的峰值和下降斜率与其他疏散星团存在差异。④我们获得的昴星团双星比例比场星的略高，而质比分布拥有更多 $q < 0.6$ 双星。这可能是因为在场星中使用的探测双星手段对 $q < 0.6$ 双星不够敏感，而我们的方法可以探测出更多小质比双星。

最后,值得强调的是,相较于其他方法,我们的方法不仅能够在较大质量范围(如昴星团的 $0.097\text{-}4.894M_{\odot}$)进行较为准确的双星分布特性分析,而且我们的双星质量准确测量的质比下限非常低, $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$ 。对于主星质量 $M_1 = 4.894M_{\odot}$ 的双星, q_{lim} 约为 0.02,远小于已有研究的 0.2。因此,我们能够得到更加完整的双星比例和质比分布,从而使得我们在较大质量范围内 ($0.45\text{-}3M_{\odot}$) 发现昴星团中更大质量主星相对较小质量主星有更多 $0.2 < q < 0.4$ 的双星。

第7章 昴星团的质量函数

质量函数是星族最基本的物理性质之一。本章，我们基于昴星团主星质量 (M_1) 与质比 (q) 的“完全”概率密度分布 (PDF)，对昴星团的质量函数进行了分析与讨论。本章结构如下：在第7.1节中，我们展示了不同成分的质量函数；在第7.2节中，我们对不同成分的质量函数进行了拟合；在第7.3节中，我们将结果与其他方法得到的昴星团的质量函数进行了对比；最后是本章小结。

7.1 不同成分的质量函数

质量函数反映了星族的质量分布。我们的方法不仅拓宽了对昴星团双星精确分析的质量范围，而且双星质量精确测量的质比下限极低， $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$ 。这使得我们不仅能够获得非常完整的质比分布，还可以获得更加完整的质量函数。由于我们对极低质比下限的双星都能得到较准的质量测量，因此我们不仅可以得到单星和双星主星的质量函数，还可以得到较为准确的次星质量函数。

我们采用概率密度分布 (PDF) 进行质量函数分析，一颗星的 PDF 可能同时贡献单星和双星的概率，也可能贡献不同质量段内的概率。如图7-1所示，我们展示了一颗星的 PDF。该 PDF 在蓝线以上的部分贡献了双星概率，蓝线以下部分则贡献单星概率；绿线左边部分的 PDF 贡献了左边质量区间的概率，绿线右边部分贡献右边质量区间的概率。与使用最拟合值进行分析相比，我们利用 PDF 进行分析的优势在于，无需严格区分每颗星是单星还是双星，从而避免了可能的误判，使得我们得到的质量函数更加准确。

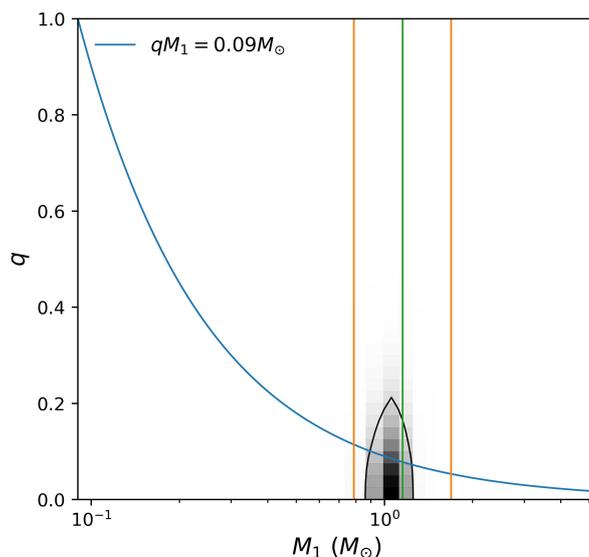


图 7-1 单颗星的 PDF。蓝线代表可探测双星质比下限，橙色和绿色线从左到右分别标记 $M_1 = [0.786, 1.152, 1.687]M_\odot$ 的位置。灰度图代表一颗恒星的 PDF。

将所有恒星的 PDF 堆叠，我们就得到星团 $[M_1, q]$ 的“完全”概率密度分布 (PDF)，利用这个 PDF 我们可以对星团内所有恒星的质量函数进行分析。我们将质量在 $0.117-5.3M_{\odot}$ 的范围内分成 10 段，log 空间内均匀分段。将每个质量段内的二维 PDF 对 q 进行积分，可得到这个质量段的概率 P ，从而得到质量函数。如图7-2所示，展示了昴星团所有星堆叠的主星质量 M_1 和 q 的 PDF。将蓝线以下的分布在每个质量区间内对 q 积分，可得到单星的质量函数；将蓝线以上的分布在每个质量区间内对 q 积分，可得到双星主星的质量函数；将蓝线以上的分布 M_1 、 q 相乘在质量上分段，可得到次星的质量函数。

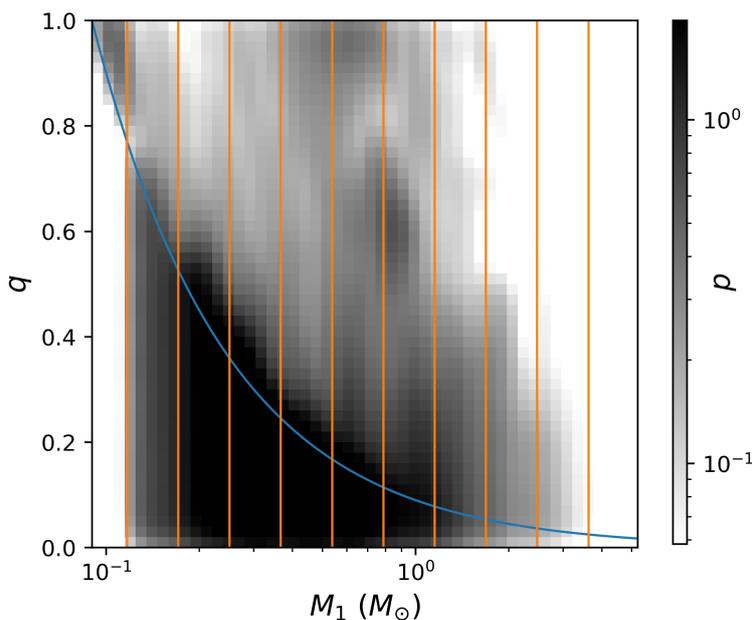


图 7-2 昴星团所有星堆叠的主星质量 M_1 和 q 的 PDF。灰度深浅反映该处总的概率密度大小。蓝线代表次星质量为 $0.09M_{\odot}$ ，蓝线以上代表双星，蓝线以下代表单星。橙色线标记我们的质量分段处。

将单星与双星主星的质量函数叠加，可得到非次星的质量函数，大部分研究得到的质量函数正是非次星的质量函数；此外，我们创新性地将单星、双星主星与次星的质量函数全部叠加，得到了星团内“所有单颗恒星”的质量函数，这代表了星团内真正完整的质量分布。

我们得到的不同成分的质量函数见图7-3。为了量化对比每个成分的质量函数，我们对每个成分的质量函数进行拟合，得到转折点和每段的斜率。

7.2 质量函数的拟合

我们拟合的数据见图7-3中点和误差棒，误差由 $\frac{\log(P)}{\ln 10 \times \log(P)}$ 估算得出。从图中可以看出，不同成分的质量函数都能够很好地用分段幂律分布来描述。其中，单星、非次星和“所有单颗恒星”的质量函数都可分成三段，双星主星和次星只需要分成两段。将 Kroupa 质量函数形式 $\Phi(M) = cM^{-\alpha}$ 转换到对数空间，函数形式为 $\Phi(\log M) = dP/d \log M \propto M^{-(\alpha-1)}$ 。我们使用这个函数形式来拟合每个成分的质量函数，以得到每个转折点和每段的指数 α 。拟合时转折点及指数的设置如下：

- 单星、非次星和“所有单颗恒星”：

$$\alpha = \begin{cases} \alpha_1 & 0.117 < M/M_{\odot} < M_{\text{break1}}, \\ \alpha_2 & M_{\text{break1}} < M/M_{\odot} < M_{\text{break2}}, \\ \alpha_3 & M_{\text{break2}} < M/M_{\odot}. \end{cases} \quad (7-1)$$

- 双星主星和次星：

$$\alpha = \begin{cases} \alpha_1 & 0.117 < M/M_{\odot} < M_{\text{break1}}, \\ \alpha_3 & M_{\text{break1}} < M/M_{\odot}. \end{cases} \quad (7-2)$$

其中， M_{break1} 和 M_{break2} 是质量函数的转折点， α_1 、 α_2 、 α_3 是每一段的指数。每个成分质量函数的拟合结果见图7-3和表7-1。

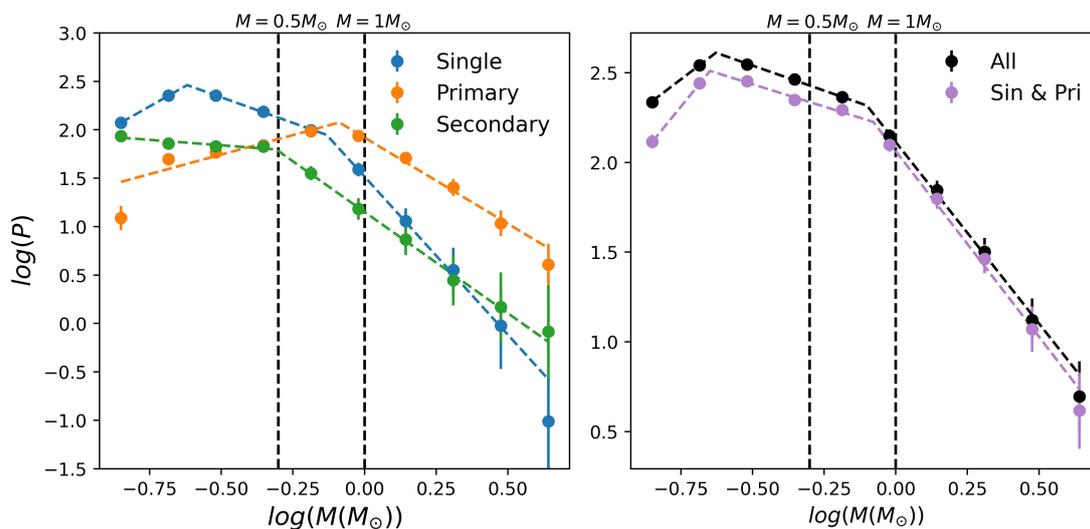


图 7-3 昴星团不同成分的质量函数及拟合结果。点和误差棒代表我们的数据点和误差，虚线折线代表我们得到的最佳拟合模型线。左图蓝色、橙色和绿色线分别代表单星、双星主星和次星的质量函数。右图紫色线展示了单星与双星主星集合（非次星）的质量函数，黑色线代表单星、双星主星、次星集合（“所有单颗恒星”）的质量函数。

表 7-1 昴星团各成分质量函数的参数

	α_1	α_2	α_3	$\log(M_{\text{break1}})$ [$\log(M_{\odot})$]	$\log(M_{\text{break2}})$ [$\log(M_{\odot})$]
Single	-0.68 ± 0.31	2.06 ± 0.2	4.26 ± 0.43	-0.62 ± 0.02	-0.13 ± 0.06
Primary	0.19 ± 0.14		2.78 ± 0.2	-0.09 ± 0.03	
Secondary	1.23 ± 0.13		3.09 ± 0.28	-0.31 ± 0.05	
Sin & Pri	-0.96 ± 0.32	1.5 ± 0.15	3.07 ± 0.22	-0.65 ± 0.03	-0.08 ± 0.06
All	-0.21 ± 0.28	1.56 ± 0.14	3.02 ± 0.19	-0.63 ± 0.03	-0.1 ± 0.04

不同成分的转折点和每段指数 α 都各不相同，我们分别从转折点、小质量段、中等质量段和大质量段的指数来对比单星、双星主星、次星、非次星和“所有单颗恒星”的质量函数：

- Kroupa 质量函数的两个转折点分别为 $0.5M_{\odot}$ 和 $1M_{\odot}$ 。我们发现双星次星转折点正好约为 $0.5M_{\odot}$ ，双星主星转折点接近 $1M_{\odot}$ ，但是单星、非次星和“所有单颗恒星”的质量函数两个转折点都明显小于 Kroupa 的两个转折点。

- 在小质量段，单星的 α_1 为负值-0.68；双星的 α_1 也接近 0，为 0.19；而次星的 α_1 较大，为 1.23。由于单星和双星主星数量占比较大，因此非次星和“所有单颗恒星”的 α_1 均为负值，分别为-0.96、-0.21。

- 在中等质量段，我们发现非次星和“所有单颗恒星”的 α_2 与单星相差较大，分别为 1.5、1.56、2.06。有意思的是，非次星和“所有单颗恒星”的 α_2 和次星小质量段 α_1 非常接近，分别为 1.5、1.56、1.23。

- 在大质量段，单星、双星主星、次星、非次星和“所有单颗恒星”的 α_3 分别为 4.26、2.78、3.09、3.07、3.02。单星质量函数的斜率明显比其他的更陡，双星主星较平。但是双星次星的斜率与非次星和“所有单颗恒星”的斜率都非常相近。



总体而言，单星和双星主星的质量函数存在显著差异，且与非次星和“所有单颗恒星”的质量函数也差异较大；然而，次星和非次星及“所有单颗恒星”的质量函数除了转折点位置不同，斜率非常接近。其中，单星与双星主星的差异，符合通常的认知。双星比例会随着主星质量的增加而增加，即主星质量越大，双星相对单星的数目越多。因此，双星大质量段的转折点比单星更大，且在大质量段的质量函数更平。接下来，我们将我们的结果与其他方法得到的昴星团质量函数进行对比。

7.3 与其他方法得到的昴星团研究结果的对比

质量函数通常通过光度-质量转换关系得到，因此我们将我们的结果与基于测光数据的研究结果进行比较。目前对星团质量函数的测量主要有三种方法：第一种是通过在光度上分段进行计数，得到光度函数，然后转化为质量函数 (Lodieu et al., 2019; Cordoni et al., 2023)；第二种是基于模型假设，结合质量函数、双星等参数在颜色—星等图 (CMD) 上构建单双星混合模型，拟合测光数据，得到质量函数的参数 (Niu et al., 2020)；第三种是直接拟合每一颗星的质量 (Almeida et al., 2023)，可以得到更为细致的质量函数。以下我们与这三种方法得到的结果逐一进行对比：

- Lodieu et al. (2019) 和 Cordoni et al. (2023) 都是在光度上分段计数得到光度函数，然后通过模型等龄线的质量-光度关系，将光度函数直接转化为质量函数。这种方法得到的是单星与双星混合在一起（也就是非次星）的质量函数。虽然该方法操作简便，但存在明显的缺陷。在星团中，除了单星还存在双星，而相同光度下，双星的主星质量比单星质量更小。因此，这种方法会高估双星主星质量，导致大质量星数目偏多，使得大质量段斜率变平。Lodieu et al. (2019) 给出的质量函数的两个转折点大约在 $\log(M/M_{\odot}) = -0.8$ 、 -0.25 处，比我们的 -0.65 、 -0.08 略小。Cordoni et al. (2023) 给出了质量函数的整体指数 $\alpha = 1.396$ ，明显低于我们大质量段的 3.07。

- Niu et al. (2020) 先假设非次星的质量函数为两段的幂律分布，再结合双星比例、质比分布等模型在 CMD 上构建单星与双星混合模型。通过与 Gaia 测光数据的拟合，他们获得了质量函数的两个斜率与转折点。他们得到的转折点在 $1M_{\odot}$ ，略高于我们的 0.83；小质量段和大质量段的 α 分别为 1.97 ± 0.22 和 3.09 ± 0.18 ，与我们得到的中间段 (1.5 ± 0.15) 和大质量段 (3.07 ± 0.22) 的值非常接近。这表明，通过这种混合模型的方法得到的非次星质量函数具有一定的可靠性。然而，该方法无法提供单星、双星主星和次星分别的质量函数。

- Almeida et al. (2023) 利用蒙特卡罗方法，在 CMD 上用模型等龄线生成很多单星和双星模型，然后通过找最短距离来拟合每颗星的质量，对于最佳拟合为双星的星，还可以获得次星的质量。在多次迭代之后，他们将多次最佳拟合值的中位值作为最终结果。这样，他们得到了单星、双星主星和双星次星分别的质量函数，这些结果可以直接与我们的结果进行比较。

如图7-4所示，左上图展示了非次星的质量函数。我们的结果与 Almeida et al. (2023) 的结果在整体形状上相似，都有两个转折点且不同段的斜率相近，但我们的结果更加平滑。在中间质量段和大质量段，我们的结果都近乎一条直线，而他们的结果有一定波动。

右上图和左下图分别展示了单星和双星主星的质量函数。可以看到，在 $M > 1M_{\odot}$ 时，我们的单星数量相对较少；而在 $M < 1M_{\odot}$ 时，我们的双星数量相对较少。这可能是由于对小质比双星和单星的区分不同导致的。

一方面，仅使用光学测光数据的 CMD 难以很好地区分 $q < 0.6$ 双星和单星。

特别是当主星质量较大时, $q < 0.2$ 的双星与单星几乎重叠, Almeida et al. (2023) 可能将部分小质比双星归类为单星。另一方面, 在小质量段, 虽然小质比双星与单星有较大区分度, 但是观测数据存在较大误差。部分偏离单星主序的恒星不一定是双星而是单星, 在 (Almeida et al., 2023) 中可能被误判为双星。

相比之下, 我们结合光学与红外数据可以获得更精确的质量测量; 并且我们的质量函数是基于 PDF 进行分析, 可以避免对双星与单星的严格区分, 从而得到更准确的质量函数。因此, 我们得到的单星质量函数在大质量段比 (Almeida et al., 2023) 更少, 双星质量函数在小质量段比 (Almeida et al., 2023) 更少。

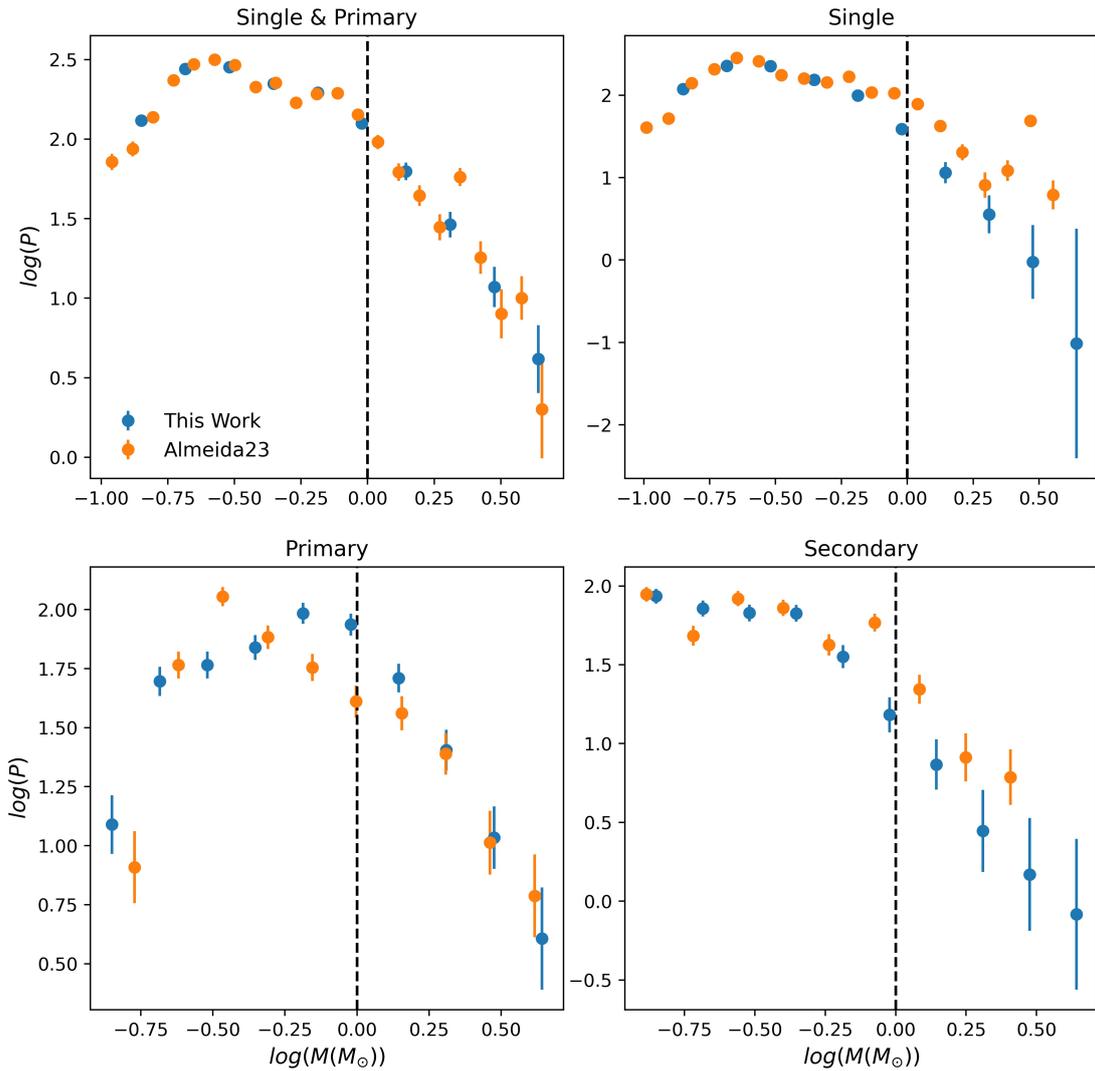


图 7-4 与 Almeida et al. (2023) 得到的昴星团质量函数的对比。左上图是非次星质量函数的对比。右上图、左下图和右下图分别是单星、双星主星和次星质量函数的对比。

与其他方法相比, 我们的方法具有以下优势: 一方面, 我们能够测量每颗星的质量, 因此不仅可以得到非次星的质量函数, 还可以得到单星、双星主星、次星分别的质量函数。另一方面, 我们结合了光学与红外测光数据, 能够获得更加精确的质量测量。此外, 我们所采用的基于概率密度分布的分析方法, 使得我们

可以得到更加准确的质量函数。

7.4 本章小结

我们利用昴星团 $[M_1, q]$ 的“完全”概率密度分布，对其质量函数进行了分析。我们分别获得了单星、双星主星和次星的质量函数，并以此得到非次星（单星和双星主星的集合）的质量函数。此外，我们创新性地将单星、双星主星和次星的质量函数叠加，得到了星团内“所有单颗恒星”的质量函数，这代表了星团内完整的质量分布。

我们发现单星和双星主星的质量函数存在显著差异，双星主星质量峰值大于单星，并且在大质量段比单星更平缓。单星和双星主星的 α_3 分别为 4.26 ± 0.43 和 2.78 ± 0.2 。这可能是由于随着主星质量的增加，双星的比例也随之增加，即主星质量越大，双星相对单星的数目越多。因此，双星大质量段的转折点比单星更大，且在大质量段的质量函数更平。

此外，我们发现次星质量函数的大质量段斜率介于单星和双星主星之间，与非次星和“所有单颗恒星”的斜率非常接近。次星、非次星和“所有单颗恒星”的 α_3 分别为 3.09 ± 0.28 、 3.07 ± 0.22 和 3.02 ± 0.19 。

与其他方法相比，我们的方法具有显著优势：相对于传统的方法，如光度函数转换和单双星混合模型法，我们能够获得每颗星的准确质量测量。因此，我们不仅可以得到准确的非次星质量函数，还能得到次星的质量函数，从而获得“所有单颗恒星”的质量函数。相较于其他同样获取每颗星质量的方法，我们结合了光学与红外数据，能够提供更加精确的质量测量；而且我们基于概率密度分布进行分析，而不是依赖最佳拟合或中位值，因此能够获得更为准确的质量函数。

第 8 章 昴星团的动力学演化分析

在星团中，由于较高的恒星密度，会频繁发生恒星交会，导致质量分层、“蒸发”和双星解体等现象。本章基于我们对单星和双星的准确质量测量，对昴星团的动力学演化进行了分析。本章结构如下：在第 8.1 节中，我们通过计算不同质量恒星的半数目半径，分析了昴星团的单星、双星以及恒星系统（主星与次星质量相加）的质量分层；在第 8.2 节中，我们通过质量函数分析了小质量恒星的“蒸发”现象；在第 8.3 节中，我们通过对比不同主星质量的质比分布，揭示了动力学对双星质比分布的影响；最后是本章小结。

8.1 单星、双星与恒星系统的质量分层

当两颗星交会时，根据能量均匀原理，较大质量的恒星会失去一部分动能而向星团中心聚集，而较小质量的恒星则会获得能量并朝着星团外围扩散。星团内频繁的恒星交会会导致星团中心逐渐积累更多的大质量星，而外围则有更多的小质量星，这就是质量分层效应。

昴星团的质量分层现象早已得到证实 (Raboud et al., 1998)。然而，我们对昴星团研究的质量范围更广，并且得到的质量测量更加准确，这使得我们能够进行更加精细的分析。

质量分层的分析方法通常有三种：第一种是比较不同半径处的质量函数，第二种是比较不同质量恒星在半径上的累计分布函数，第三种是比较不同质量恒星的半数目半径。我们选择第三种方法来进行展示，因为我们的分析涵盖了较广的质量范围，第三种方法展示更为清晰。我们将质量分为 6 个区间，计算每个质量区间内的半数目半径 R_{50} 。 R_{50} 越小，说明越向中心聚集。质量分段点为 $[0.09, 0.23, 0.45, 0.8, 1.5, 3, 5.3]M_{\odot}$ ，基本在 $\log M_1$ 空间均匀分段。

我们对每颗恒星的质量进行了准确测量，不仅可以得到双星主星的质量，还能得到准确的次星质量。因此，我们创新性地将主星与次星质量相加，分析恒星系统总质量的质量分层。此外，我们还将总样本分为单星和双星，探索单星与双星质量分层之间的差异。

我们得到的不同成分 R_{50} 与质量的关系见图 8-1。我们的结论主要有以下三点：第一，无论是恒星系统还是单星和双星，都呈现明显的质量分层现象。质量越大， R_{50} 越小，越向中心聚集。第二，单星与双星的质量分层存在细微差异。在较小和较大质量段，双星比单星更聚集，但是在 $1M_{\odot}$ 附近，单星比双星更为聚集。第三，在比较所有单星和所有双星的 R_{50} 时，我们发现双星比单星明显更为集中，然而这可能是由于单星与双星的质量函数不同所导致的。由于双星相对单星有更多大质量恒星，因此双星的 R_{50} 比单星更小，呈现出双星较单星更向星团中心聚集的现象。

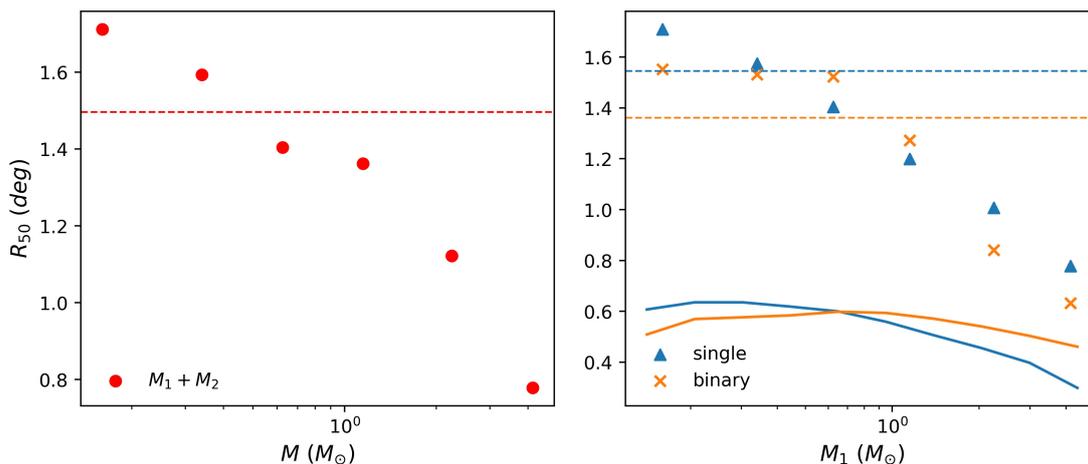


图 8-1 昴星团不同成分的质量分层现象。左图是恒星系统半数目半径 R_{50} 与系统总质量（主星与次星质量相加）的关系，红色虚线标记恒星系统总的 R_{50} 。右图是单星和双星的 R_{50} 与主星质量的关系，蓝色三角形和橙色十字分别代表单星和双星在不同质量段的 R_{50} ；蓝色和橙色横线分别标记所有单星和双星的 R_{50} ；蓝色和橙色折线展示了单星和双星质量函数的形状。

我们的结果在更大质量范围内再次验证了昴星团的质量分层现象，并且发现在 $1M_{\odot}$ 附近，单星比双星更加向星团中心聚集。最后，我们发现昴星团的双星比单星更向中心聚集，不过这可能是由于大质量段双星更多导致的。

8.2 小质量恒星的“蒸发”

恒星的频繁交会不仅会导致质量分层现象，还会导致小质量恒星的“蒸发”效应。在两颗恒星交会中的能量交换会导致小质量星获得能量往星团外围扩散。随着频繁的交会，某些小质量星持续获得能量，会逐渐远离星团，这个过程被称为恒星的“蒸发”。疏散星团在银河系中受到的潮汐力将会加剧这一过程，使得恒星完全“蒸发”成为场星。小质量星的“蒸发”会直接反映在星团的现今质量函数上。与初始质量函数相比，已经有小质量星“蒸发”的星团的现今质量函数在小质量段会明显降低。因此，通过对比现今质量函数（PDMF）与初始质量函数（IMF），我们可以得到小质量星“蒸发”的证据。

我们将获得的非次星质量函数与 Salpeter 和 Kroupa 的 IMF 进行对比。如图 8-2 所示，我们得到的昴星团 PDMF 和 IMF 的形式相似，都服从幂律分布。在大于 $0.23M_{\odot}$ 时，我们的斜率与两种 IMF 都存在一定的差异，这是可以理解的。因为 Salpeter 和 Kroupa 两种 IMF 是对不同环境（如金属丰度）的 IMF 的平均，而 IMF 会随着金属丰度的变化而改变 (Li et al., 2023)。但总体而言，IMF 都是小质量星比大质量星更多。而我们得到的昴星团 PDMF 在 $M < 0.23M_{\odot}$ 时的恒星数量明显少于较大质量的数量，显著偏离 IMF。这证明昴星团缺少了很多小质量星，这些小质量星可能已经在动力学过程中“蒸发”成为了场星。

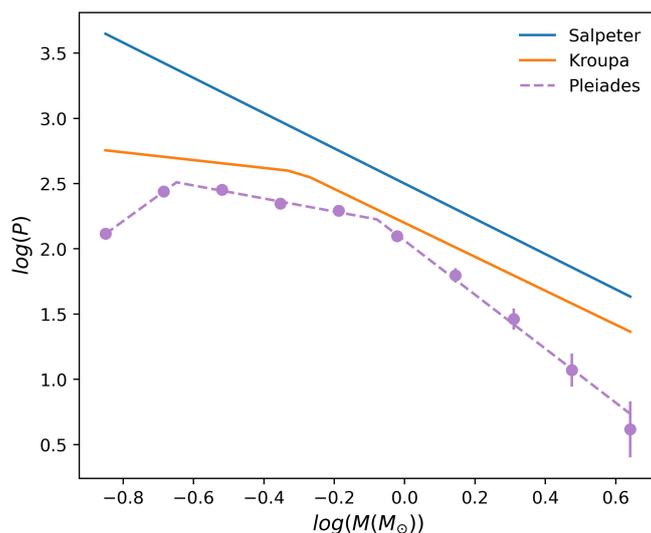


图 8-2 昴星团的非次星质量函数与 Salpeter、Kroupa IMF 的对比。

8.3 低质量小质比双星的缺失

在前两节，我们讨论了两体交会对手星的影响。然而，在星团中，除了两体交会，还会发生频繁的三体交会，即双星与单星的交会。在三体交会中，结合能较小的“软”双星容易瓦解，成为单星。根据双星的结合能公式： $E_b \propto qM_1^2/a$ ，在双星间距 a 相同的情况下，主星质量较小、质比较小的双星结合能较小，更容易在三体交会中瓦解。因此，主星质量较小的双星中小质比双星的数量可能更少。已有研究发现了相关证据。例如，Li et al. (2020) 在对 NGC3532 的研究中首次发现，主星质量较小的双星质比分布更倾向于大质比。他们推断这很可能是由内部动力学引起的。我们也对昴星团进行了类似的分析。

分析动力学过程对双星质比分布影响的关键在于小质比双星。Li et al. (2020) 是在质比下限为 0.2 的情况下发现明显的动力学证据，因此我们将我们分析也覆盖到 $q=0.2$ 的双星。我们通过对不同质量段内的质比分布来分析动力学可能产生的影响。我们将质量分为三段， $0.45-0.8M_{\odot}$ 、 $0.8-1.5M_{\odot}$ 、 $1.5-3M_{\odot}$ ，对比这三个质量段内的质比分布。

对比结果如图8-3所示，我们发现主星质量越小，小质比双星比例越少，质比分布明显越平，这与Li et al. (2020) 在 NGC3532 中发现的情况类似。我们推断，缺失的小质量小质比双星很可能是在恒星三体交会中瓦解了。我们的结果首次在昴星团中发现动力学影响双星质比分布的证据。



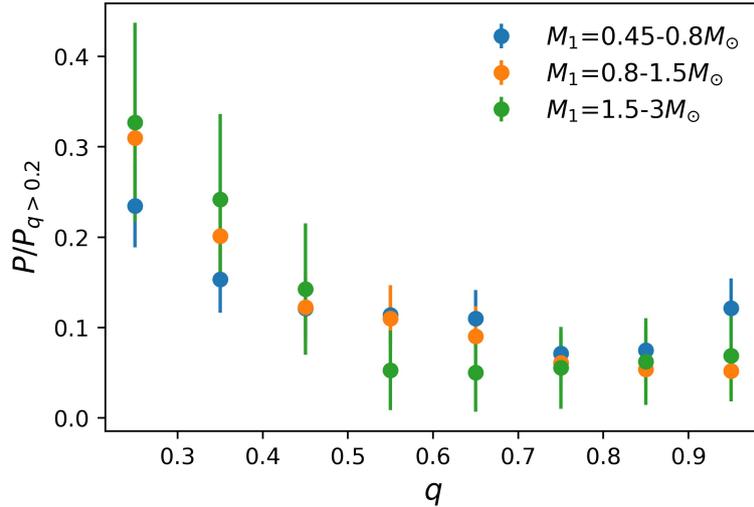


图 8-3 昴星团不同主星质量段质比分布的对比。蓝、橙和绿点分别代表不同主星质量段的质比分布。每个质量段的质比分布都进行了归一。

8.4 本章小结

在本章中，我们对昴星团动力学演化进行分析，包括质量分层、“蒸发”以及动力学对双星质比分布的影响。

得益于我们对每颗星质量的准确测量，我们不仅可以分析单星和双星的质量分层，还可以将主星与次星质量相加，从而分析恒星系统的质量分层。我们发现，无论是单星、双星还是恒星系统都有显著的质量分层现象。此外，我们还发现双星比单星更加向星团中心聚集，不过这可能是由于双星中包含更多大质量星所导致的。

我们发现，昴星团现今质量函数在 $M < 0.23 M_\odot$ 时的恒星数量明显少于较大质量的数量，显著偏离 Salpeter 和 Kroupa 的初始质量函数。这表明，昴星团缺少了许多小质量星，这些小质量星可能已经在动力学过程中“蒸发”成为了场星。

在 $0.45-3 M_\odot$ 的质量范围内，我们发现主星质量越小，小质比双星比例越少，质比分布明显越平。我们推断，缺失的小质量小质比双星很可能是在恒星三体交会中瓦解了。我们的结果首次在昴星团中发现动力学影响双星质比分布的证据。这一发现得益于我们对双星质量测量的极低质比下限。我们的 $q_{\text{lim}} = 0.09/M_1$ ，这意味着，对主星质量大于 $0.45 M_\odot$ 的双星， $q_{\text{lim}} < 0.2$ 。这使得我们可以在 $0.45-3 M_\odot$ 范围内对比 $q > 0.2$ 的质比分布，从而发现了小质量双星拥有更少的小质比双星。

第9章 总结与展望

9.1 总结

在本文中，我们优化了 SED 拟合的方法，在固定疏散星团基本物理参数（年龄、金属丰度、距离、消光）的前提下，拟合每颗成员星（包括双星）的质量。我们首先利用星团中单星在主序的测光理论模型位置处密集分布的特点，修正了模型与数据之间的偏差。随后，在贝叶斯统计框架下，我们应用 SED 拟合光学和近红外数据，得到了每颗成员星在主星质量和质量比的二维参数空间上的概率密度分布 (PDF)。进一步地，我们创新性地将所有成员星的二维 PDF 堆叠，获得了整个星团的主星质量与质比的“完全”概率密度分布，揭示了星团完整的质量分布情况。

此方法的优势在于：

- 1、在贝叶斯统计推断的框架下，我们能够充分考虑观测误差，得到每颗星在主星质量和质比 $[M_1, q]$ 二维参数空间的 PDF，而非简单的最佳拟合值及置信区间。

- 2、成员星的二维 PDF 堆叠的方法，使我们可以得到更加细致、准确的恒星质量函数；更有意思的是，这也为计算双星中次星的质量函数提供了可能，给质量函数的研究提供了新的思路和有效的途径。

- 3、利用 PDF 的分析，我们能够将次星探测到双星质比的下限，从而得到更完备的双星比例和质比分布，以及准确的次星质量函数。在以往研究星团中双星分布的工作中，都会定义一个双星质比下限，这个下限在 $q_{\text{lim}}=0.2$ 到 0.6 之间。而我们的工作考虑的下限是次星的质量下限，小于这个质量下限（在 PARSEC1.2s 恒星模型下 $M_{\text{min}} = 0.09M_{\odot}$ ）的次星不贡献光度。例如对昴星团中最大的质量 ($4.894M_{\odot}$)，我们能探测到的 $q_{\text{lim}} \approx 0.02$ ，远小于已有的工作。

- 4、因为双星的结合能和其主星质量及质比成正比，所以小质量，尤其是小质比的双星对星团动力学演化更加敏感。我们的方法能对小质比的双星进行更准确的统计，尤其在该星团主星质量与质比的“完全”概率密度分布下，我们可以很方便地得到质量比分布随主星质量的变化规律，从而获得更准确的动力学演化证据。

- 5、我们利用单星在主序上的聚集，对恒星演化模型做了校准和修正。正是由于修正了模型和数据之间的偏差，才使得我们得到了更加准确的 SED 拟合结果。

我们将该优化的 SED 拟合方法应用于昴星团，使用 Gaia DR3 和 2MASS 的测光数据，得到了每颗成员星的质量（或主星质量与质比），以及星团完整的质量分布。在此基础上，我们进一步探讨了昴星团的双星分布特性（双星比例和质

比分布) 和质量函数, 并对昴星团的动力学演化效应进行分析, 结果如下:

双星比例与质比分布

1、我们在主星质量 $0.097\text{-}4.894 M_{\odot}$ 范围内, 得到昴星团的总双星比例 $f_b = 0.351 \pm 0.016$ 。

2、我们发现昴星团较大质比 ($q > 0.4$ 、 $q > 0.6$ 、 $q > 0.8$) 的双星比例随主星质量没有明显变化, 而 $q > 0.2$ 的双星比例随主星质量的增加而单调递增, 即主星质量越大, 小质比双星的比例越高。

3、我们发现昴星团的质比分布在整体上符合两段幂律分布, 先升后降, 峰值位于 $q \sim 0.34$, 而在 twins 双星处 ($q \sim 1$) 有一个明显的超出。两段幂律分布的指数分别是 $\gamma_{\text{small}q} = 0.15 \pm 0.04$ 和 $\gamma_{\text{large}q} = -1.23 \pm 0.22$ 。超出的 twins 双星比例 $F_{\text{twin}} = 0.03$ 。

质量函数

1、我们得到了单星、双星主星和次星的质量函数, 将单星与主星集合在一起得到非次星的质量函数。此外, 我们创新性地将单星、双星主星和次星都集合在一起得到“所有单颗恒星”的质量函数, 这代表了真正完整的质量分布。

2、我们发现单星、双星主星的质量函数差异较大, 双星主星质量峰值大于单星, 且在大质量段比单星更平。单星和双星主星的 α_3 分别为 4.26 ± 0.43 和 2.78 ± 0.2 。这可能是因为双星比例会随着主星质量的增加而增加, 即双星会拥有更多大质量恒星。从而使得双星大质量段的转折点比单星更靠近亮端, 且在大质量段的质量函数更平。

3、我们还发现次星质量函数的大质量段斜率介于单星和双星主星之间, 与非次星和“所有单颗恒星”的斜率非常接近。次星、非次星和“所有单颗恒星”的 α_3 分别为 3.09 ± 0.28 、 3.07 ± 0.22 和 3.02 ± 0.19 。

动力学演化

1、得益于我们对每颗星质量的准确测量, 我们不仅可以分析单星和双星的质量分层, 还可以将主星与次星质量相加, 分析恒星系统的质量分层。我们发现单星、双星与恒星系统都有显著的质量分层现象。此外, 我们还发现双星比单星更加向星团中心集中, 不过这里不能排除大质量段双星更多这个因素。

2、我们发现昴星团非次星的质量函数在 $M < 0.23 M_{\odot}$ 时明显偏离 Salpeter 和 Kroupa 的初始质量函数。证明昴星团已有显著的小质量星的动力学“蒸发”现象。

3、在 $0.45\text{-}3 M_{\odot}$ 的主星质量范围内, 我们发现主星质量越小, 质比分布中小质比双星比例越低, 这是首次在昴星团中发现动力学影响双星质比分布的证据。

需要强调的是, 正是由于我们不仅对数据与模型之间的偏差进行了修正, 还用贝叶斯统计方法得到了严格的主星质量与质比的联合概率密度分布, 才使得我们可以对双星 (尤其是小质比双星) 和质量函数进行严格的统计分析。从而得到以上星团动力学演化的证据。

9.2 展望

我们通过优化的 SED 拟合方法，可以得到疏散星团中所有成员星精确的质量（或主星质量与质比）并得到星团完整的质量分布。后续的工作我们将进一步提升该方法，并将该方法应用于更多的疏散星团，以更好地研究疏散星团的动力学演化过程。此外，我们还将对恒星演化模型的修正进行更加深入的探索。具体如下。

1、能谱拟合方法的拓展：本文优化的 SED 拟合方法具有易于扩展的特性，随着观测技术的发展，未来将获得更多波段、更高精度的测光数据。将这些数据纳入到 SED 拟合方法中，可以进一步提高恒星质量测量精度，从而为研究星团的质量分布提供更为可靠的数据基础。

2、疏散星团质量函数的研究：利用本文的研究方法，我们不需要预先假设质量函数的形式，而直接得到疏散星团真实的质量分布（包括主星和次星的质量函数）。我们计划将该方法应用于更广泛年龄的疏散星团样本，以研究星团质量函数是否有统一的形式以及量化其受到星团动力学演化的影响。

3、疏散星团的双星性质：将该方法应用到更大的疏散星团样本，我们还能追踪星团的动力学演化对双星的影响。我们将研究星团双星比例以及质比分布和星团年龄，尤其是和动力学年龄的关系。

4、恒星演化模型的校准与修正：在本文中，我们提供了利用疏散星团的测光数据来校准恒星演化模型的方法，即利用疏散星团（即单星族）的单星在主序上的聚集，得到各个波段模型质量对应星等的修正关系。我们计划将该方法应用于更多的星团，以研究得到的修正关系是否具有普适性，从而在更加精细的程度上对恒星演化模型进行校准。

参考文献

- 赵君亮, 2007. 疏散星团的质量分层[J]. 天文学进展, 25(4).
- Abt H A, Gomez A E, Levy S G, 1990. The Frequency and Formation Mechanism of B2–B5 Main-Sequence Binaries[J/OL]. , 74: 551. DOI: [10.1086/191508](https://doi.org/10.1086/191508).
- Allen P R, Koerner D W, McElwain M W, et al., 2007. A New Brown Dwarf Desert? A Scarcity of Wide Ultracool Binaries[J/OL]. , 133(3): 971-978. DOI: [10.1086/510346](https://doi.org/10.1086/510346).
- Almeida A, Monteiro H, Dias W S, 2023. Revisiting the mass of open clusters with Gaia data[J/OL]. , 525(2): 2315-2340. DOI: [10.1093/mnras/stad2291](https://doi.org/10.1093/mnras/stad2291).
- Angelo M S, Piatti A E, Dias W S, et al., 2019. Characterizing dynamical stages of open clusters located in the Sagittarius spiral arm[J/OL]. , 488(2): 1635-1651. DOI: [10.1093/mnras/stz1709](https://doi.org/10.1093/mnras/stz1709).
- Babusiaux C, Fabricius C, Khanna S, et al., 2023. Gaia Data Release 3. Catalogue validation[J/OL]. , 674: A32. DOI: [10.1051/0004-6361/202243790](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202243790).
- Baraffe I, Homeier D, Allard F, et al., 2015. New evolutionary models for pre-main sequence and main sequence low-mass stars down to the hydrogen-burning limit[J/OL]. , 577: A42. DOI: [10.1051/0004-6361/201425481](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201425481).
- Bastian N, Covey K R, Meyer M R, 2010. A Universal Stellar Initial Mass Function? A Critical Look at Variations[J/OL]. , 48: 339-389. DOI: [10.1146/annurev-astro-082708-101642](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-082708-101642).
- Bonatto C, Bica E, 2005. Detailed analysis of open clusters: A mass function break and evidence of a fundamental plane[J/OL]. , 437(2): 483-500. DOI: [10.1051/0004-6361:20042516](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20042516).
- Bouvier J, Kendall T, Meeus G, et al., 2008. Brown dwarfs and very low mass stars in the Hyades cluster: a dynamically evolved mass function[J/OL]. , 481(3): 661-672. DOI: [10.1051/0004-6361:20079303](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20079303).
- Bressan A, Marigo P, Girardi L, et al., 2012. PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code[J/OL]. , 427(1): 127-145. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2012.21948.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21948.x).
- Burgasser A J, 2007. Binaries and the L Dwarf/T Dwarf Transition[J/OL]. , 659(1): 655-674. DOI: [10.1086/511027](https://doi.org/10.1086/511027).
- Burgasser A J, Kirkpatrick J D, Reid I N, et al., 2003. Binarity in Brown Dwarfs: T Dwarf Binaries Discovered with the Hubble Space Telescope Wide Field Planetary Camera 2[J/OL]. , 586(1): 512-526. DOI: [10.1086/346263](https://doi.org/10.1086/346263).
- Cantat-Gaudin T, Anders F, 2020. Clusters and mirages: cataloguing stellar aggregates in the Milky Way[J/OL]. , 633: A99. DOI: [10.1051/0004-6361/201936691](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201936691).
- Castro-Ginard A, Jordi C, Luri X, et al., 2020. Hunting for open clusters in Gaia DR2: 582 new open clusters in the Galactic disc[J/OL]. , 635: A45. DOI: [10.1051/0004-6361/201937386](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201937386).
- Chabrier G, 2003. Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function[J/OL]. , 115(809): 763-795. DOI: [10.1086/376392](https://doi.org/10.1086/376392).
- Chen Y, Girardi L, Bressan A, et al., 2014. Improving PARSEC models for very low mass stars [J/OL]. , 444(3): 2525-2543. DOI: [10.1093/mnras/stu1605](https://doi.org/10.1093/mnras/stu1605).
- Chen Y, Bressan A, Girardi L, et al., 2015. PARSEC evolutionary tracks of massive stars up to 350 M_{\odot} at metallicities $0.0001 \leq Z \leq 0.04$ [J/OL]. , 452(1): 1068-1080. DOI: [10.1093/mnras/stv1281](https://doi.org/10.1093/mnras/stv1281).
- Chen Y, Girardi L, Fu X, et al., 2019. YBC: a stellar bolometric corrections database with variable extinction coefficients. Application to PARSEC isochrones[J/OL]. , 632: A105. DOI: [10.1051/0004-6361/201936612](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201936612).

- Childs A C, Geller A M, von Hippel T, et al., 2024. Goodbye to Chi by Eye: A Bayesian Analysis of Photometric Binaries in Six Open Clusters[J/OL]. , 962(1): 41. DOI: [10.3847/1538-4357/ad18c0](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ad18c0).
- Choi J, Dotter A, Conroy C, et al., 2016. Mesa Isochrones and Stellar Tracks (MIST). I. Solar-scaled Models[J/OL]. , 823(2): 102. DOI: [10.3847/0004-637X/823/2/102](https://doi.org/10.3847/0004-637X/823/2/102).
- Close L M, Sieglar N, Freed M, et al., 2003. Detection of Nine M8.0-L0.5 Binaries: The Very Low Mass Binary Population and Its Implications for Brown Dwarf and Very Low Mass Star Formation[J/OL]. , 587(1): 407-422. DOI: [10.1086/368177](https://doi.org/10.1086/368177).
- Cordoni G, Milone A P, Marino A F, et al., 2023. Photometric binaries, mass functions, and structural parameters of 78 Galactic open clusters[J/OL]. , 672: A29. DOI: [10.1051/0004-6361/202245457](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202245457).
- Covey K R, Hawley S L, Bochanski J J, et al., 2008. The Luminosity and Mass Functions of Low-Mass Stars in the Galactic Disk. I. The Calibration Region[J/OL]. , 136(5): 1778-1798. DOI: [10.1088/0004-6256/136/5/1778](https://doi.org/10.1088/0004-6256/136/5/1778).
- Curtis J L, Agüeros M A, Matt S P, et al., 2020. When Do Stalled Stars Resume Spinning Down? Advancing Gyrochronology with Ruprecht 147[J/OL]. , 904(2): 140. DOI: [10.3847/1538-4357/abbf58](https://doi.org/10.3847/1538-4357/abbf58).
- De Rosa R J, Patience J, Wilson P A, et al., 2014. The VAST Survey - III. The multiplicity of A-type stars within 75 pc[J/OL]. , 437(2): 1216-1240. DOI: [10.1093/mnras/stt1932](https://doi.org/10.1093/mnras/stt1932).
- Dias W S, Monteiro H, Moitinho A, et al., 2021. Updated parameters of 1743 open clusters based on Gaia DR2[J/OL]. , 504(1): 356-371. DOI: [10.1093/mnras/stab770](https://doi.org/10.1093/mnras/stab770).
- Dieterich S B, Henry T J, Golimowski D A, et al., 2012. The Solar Neighborhood. XXVIII. The Multiplicity Fraction of Nearby Stars from 5 to 70 AU and the Brown Dwarf Desert around M Dwarfs[J/OL]. , 144(2): 64. DOI: [10.1088/0004-6256/144/2/64](https://doi.org/10.1088/0004-6256/144/2/64).
- Donada J, Anders F, Jordi C, et al., 2023. The multiplicity fraction in 202 open clusters from Gaia [J/OL]. , 675: A89. DOI: [10.1051/0004-6361/202245219](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202245219).
- Dotter A, Chaboyer B, Jevremović D, et al., 2007. The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. II. Stellar Evolution Tracks, Isochrones, Luminosity Functions, and Synthetic Horizontal-Branch Models[J/OL]. , 134(1): 376-390. DOI: [10.1086/517915](https://doi.org/10.1086/517915).
- Duchêne G, Kraus A, 2013. Stellar Multiplicity[J/OL]. , 51(1): 269-310. DOI: [10.1146/annurev-astro-081710-102602](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-081710-102602).
- Ebrahimi H, Sollima A, Haghgi H, 2022. The family pictures of our neighbours: investigating the mass function and dynamical parameters of nearby open clusters[J/OL]. , 516(4): 5637-5654. DOI: [10.1093/mnras/stac2562](https://doi.org/10.1093/mnras/stac2562).
- El-Badry K, Rix H W, Tian H, et al., 2019. Discovery of an equal-mass ‘twin’ binary population reaching 1000 + au separations[J/OL]. , 489(4): 5822-5857. DOI: [10.1093/mnras/stz2480](https://doi.org/10.1093/mnras/stz2480).
- Evans D W, Riello M, De Angeli F, et al., 2018. Gaia Data Release 2. Photometric content and validation[J/OL]. , 616: A4. DOI: [10.1051/0004-6361/201832756](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201832756).
- Fontanive C, Biller B, Bonavita M, et al., 2018. Constraining the multiplicity statistics of the coolest brown dwarfs: binary fraction continues to decrease with spectral type[J/OL]. , 479(2): 2702-2727. DOI: [10.1093/mnras/sty1682](https://doi.org/10.1093/mnras/sty1682).
- Fritzewski D J, Barnes S A, James D J, et al., 2019. Spectroscopic membership for the populous 300 Myr-old open cluster NGC 3532[J/OL]. , 622: A110. DOI: [10.1051/0004-6361/201833587](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833587).
- Fu X, Bressan A, Marigo P, et al., 2016. New PARSEC database of alpha enhanced stellar evolutionary tracks and isochrones for Gaia[J/OL]. IAU Focus Meeting, 29B: 144-146. DOI: [10.1017/S1743921316004634](https://doi.org/10.1017/S1743921316004634).

- Fu X, Bressan A, Marigo P, et al., 2018. New PARSEC data base of α -enhanced stellar evolutionary tracks and isochrones - I. Calibration with 47 Tuc (NGC 104) and the improvement on RGB bump [J/OL]. , 476(1): 496-511. DOI: [10.1093/mnras/sty235](https://doi.org/10.1093/mnras/sty235).
- Fu X, Bragaglia A, Liu C, et al., 2022. LAMOST meets Gaia: The Galactic open clusters[J/OL]. , 668: A4. DOI: [10.1051/0004-6361/202243590](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202243590).
- Gaia Collaboration, Prusti T, de Bruijne J H J, et al., 2016. The Gaia mission[J/OL]. , 595: A1. DOI: [10.1051/0004-6361/201629272](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201629272).
- Gaia Collaboration, Babusiaux C, van Leeuwen F, et al., 2018. Gaia Data Release 2. Observational Hertzsprung-Russell diagrams[J/OL]. , 616: A10. DOI: [10.1051/0004-6361/201832843](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201832843).
- Gaia Collaboration, Brown A G A, Vallenari A, et al., 2021. Gaia Early Data Release 3. Summary of the contents and survey properties[J/OL]. , 649: A1. DOI: [10.1051/0004-6361/202039657](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039657).
- Gaia Collaboration, Vallenari A, Brown A G A, et al., 2023. Gaia Data Release 3. Summary of the content and survey properties[J/OL]. , 674: A1. DOI: [10.1051/0004-6361/202243940](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202243940).
- Girardi L, Bertelli G, Bressan A, et al., 2002. Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets[J/OL]. , 391: 195-212. DOI: [10.1051/0004-6361:20020612](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20020612).
- Gizis J E, Reid I N, Knapp G R, et al., 2003. Hubble Space Telescope Observations of Binary Very Low Mass Stars and Brown Dwarfs[J/OL]. , 125(6): 3302-3310. DOI: [10.1086/374991](https://doi.org/10.1086/374991).
- Goldman B, Röser S, Schilbach E, et al., 2013. Towards a complete stellar mass function of the Hyades. I. Pan-STARRS1 optical observations of the low-mass stellar content[J/OL]. , 559: A43. DOI: [10.1051/0004-6361/201321727](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201321727).
- Gossage S, Conroy C, Dotter A, et al., 2018. Age Determinations of the Hyades, Praesepe, and Pleiades via MESA Models with Rotation[J/OL]. , 863(1): 67. DOI: [10.3847/1538-4357/aad0a0](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aad0a0).
- Gullikson K, Kraus A, Dodson-Robinson S, 2016. The Close Companion Mass-ratio Distribution of Intermediate-mass Stars[J/OL]. , 152(2): 40. DOI: [10.3847/0004-6256/152/2/40](https://doi.org/10.3847/0004-6256/152/2/40).
- Heggie D C, 1975. Binary evolution in stellar dynamics.[J/OL]. , 173: 729-787. DOI: [10.1093/mnras/173.3.729](https://doi.org/10.1093/mnras/173.3.729).
- Hidalgo S L, Pietrinferni A, Cassisi S, et al., 2018. The Updated BaSTI Stellar Evolution Models and Isochrones. I. Solar-scaled Calculations[J/OL]. , 856(2): 125. DOI: [10.3847/1538-4357/aab158](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aab158).
- Hillenbrand L A, Carpenter J M, 2000. Constraints on the Stellar/Substellar Mass Function in the Inner Orion Nebula Cluster[J/OL]. , 540(1): 236-254. DOI: [10.1086/309309](https://doi.org/10.1086/309309).
- Jadhav V V, Roy K, Joshi N, et al., 2021. High Mass-Ratio Binary Population in Open Clusters: Segregation of Early Type Binaries and an Increasing Binary Fraction with Mass[J/OL]. , 162(6): 264. DOI: [10.3847/1538-3881/ac2571](https://doi.org/10.3847/1538-3881/ac2571).
- Janson M, Bergfors C, Brandner W, et al., 2014. The AstraLux Multiplicity Survey: Extension to Late M-dwarfs[J/OL]. , 789(2): 102. DOI: [10.1088/0004-637X/789/2/102](https://doi.org/10.1088/0004-637X/789/2/102).
- Khalaj P, Baumgardt H, 2013. The stellar mass function, binary content and radial structure of the open cluster Praesepe derived from PPMXL and SDSS data[J/OL]. , 434(4): 3236-3245. DOI: [10.1093/mnras/stt1239](https://doi.org/10.1093/mnras/stt1239).
- Kraus A L, Hillenbrand L A, 2007. The Stellar Populations of Praesepe and Coma Berenices[J/OL]. , 134(6): 2340-2352. DOI: [10.1086/522831](https://doi.org/10.1086/522831).
- Kroupa P, 2001. The Local Stellar Initial Mass Function[C/OL]//Deiters S, Fuchs B, Just A, et al. Astronomical Society of the Pacific Conference Series: Vol. 228 Dynamics of Star Clusters and the Milky Way. 187. DOI: [10.48550/arXiv.astro-ph/0011328](https://doi.org/10.48550/arXiv.astro-ph/0011328).

- Kroupa P, 1995. Inverse dynamical population synthesis and star formation[J/OL]. , 277: 1491. DOI: [10.1093/mnras/277.4.1491](https://doi.org/10.1093/mnras/277.4.1491).
- Kroupa P, Tout C A, Gilmore G, 1993. The Distribution of Low-Mass Stars in the Galactic Disc [J/OL]. , 262: 545-587. DOI: [10.1093/mnras/262.3.545](https://doi.org/10.1093/mnras/262.3.545).
- Lada C J, Lada E A, 2003. Embedded Clusters in Molecular Clouds[J/OL]. , 41: 57-115. DOI: [10.1146/annurev.astro.41.011802.094844](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.41.011802.094844).
- Law N M, Hodgkin S T, Mackay C D, 2008. The LuckyCam survey for very low mass binaries - II. 13 new M4.5-M6.0 binaries[J/OL]. , 384(1): 150-160. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2007.12675.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2007.12675.x).
- Lépine S, Bongiorno B, 2007. New Distant Companions to Known Nearby Stars. II. Faint Companions of Hipparcos Stars and the Frequency of Wide Binary Systems[J/OL]. , 133(3): 889-905. DOI: [10.1086/510333](https://doi.org/10.1086/510333).
- Li J, Liu C, Zhang Z Y, et al., 2023. Stellar initial mass function varies with metallicity and time [J/OL]. , 613(7944): 460-462. DOI: [10.1038/s41586-022-05488-1](https://doi.org/10.1038/s41586-022-05488-1).
- Li L, Shao Z, 2022. MiMO: Mixture Model for Open Clusters in Color-Magnitude Diagrams[J/OL]. , 930(1): 44. DOI: [10.3847/1538-4357/ac5f4f](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac5f4f).
- Li L, Shao Z, Li Z Z, et al., 2020. Modeling Unresolved Binaries of Open Clusters in the Color-Magnitude Diagram. I. Method and Application of NGC 3532[J/OL]. , 901(1): 49. DOI: [10.3847/1538-4357/abaef3](https://doi.org/10.3847/1538-4357/abaef3).
- Li Z Z, Li L, Shao Z, 2021. Robust Gaussian process regression based on iterative trimming[J/OL]. Astronomy and Computing, 36: 100483. DOI: [10.1016/j.ascom.2021.100483](https://doi.org/10.1016/j.ascom.2021.100483).
- Lodieu N, Pérez-Garrido A, Smart R L, et al., 2019. A 5D view of the α Per, Pleiades, and Praesepe clusters[J/OL]. , 628: A66. DOI: [10.1051/0004-6361/201935533](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201935533).
- Lucy L B, Ricco E, 1979. The significance of binaries with nearly identical components.[J/OL]. , 84: 401-412. DOI: [10.1086/112434](https://doi.org/10.1086/112434).
- Magrini L, Randich S, Kordopatis G, et al., 2017. The Gaia-ESO Survey: radial distribution of abundances in the Galactic disc from open clusters and young-field stars[J/OL]. , 603: A2. DOI: [10.1051/0004-6361/201630294](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201630294).
- Malofeeva A A, Seleznev A F, Carraro G, 2022. Unresolved Binaries in the Intermediate Mass Range in the Pleiades Star Cluster[J/OL]. , 163(3): 113. DOI: [10.3847/1538-3881/ac47a3](https://doi.org/10.3847/1538-3881/ac47a3).
- Malofeeva A A, Mikhnevich V O, Carraro G, et al., 2023. Unresolved Binaries and Multiples in the Intermediate Mass Range in Open Clusters: Pleiades, Alpha Per, Praesepe, and NGC 1039 [J/OL]. , 165(2): 45. DOI: [10.3847/1538-3881/aca666](https://doi.org/10.3847/1538-3881/aca666).
- Marigo P, Girardi L, Bressan A, et al., 2017. A New Generation of PARSEC-COLIBRI Stellar Isochrones Including the TP-AGB Phase[J/OL]. , 835(1): 77. DOI: [10.3847/1538-4357/835/1/77](https://doi.org/10.3847/1538-4357/835/1/77).
- Massey P, Lang C C, Degioia-Eastwood K, et al., 1995. Massive Stars in the Field and Associations of the Magellanic Clouds: The Upper Mass Limit, the Initial Mass Function, and a Critical Test of Main-Sequence Stellar Evolutionary Theory[J/OL]. , 438: 188. DOI: [10.1086/175064](https://doi.org/10.1086/175064).
- Mazzei P, Pigatto L, 1989. The Pleiades' age and the sequential star formation.[J]. , 213: L1-L4.
- McKee C F, Ostriker E C, 2007. Theory of Star Formation[J/OL]. , 45(1): 565-687. DOI: [10.1146/annurev.astro.45.051806.110602](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.45.051806.110602).
- Melis C, Reid M J, Mioduszewski A J, et al., 2014. A VLBI resolution of the Pleiades distance controversy[J/OL]. Science, 345(6200): 1029-1032. DOI: [10.1126/science.1256101](https://doi.org/10.1126/science.1256101).
- Mermilliod J C, 1981. Comparative studies of young open clusters.[J]. , 97: 235-244.
- Milone A P, Piotto G, Bedin L R, et al. [Z].

- Moe M, Di Stefano R, 2017. Mind Your Ps and Qs: The Interrelation between Period (P) and Mass-ratio (Q) Distributions of Binary Stars[J/OL]. , 230(2): 15. DOI: [10.3847/1538-4365/aa6fb6](https://doi.org/10.3847/1538-4365/aa6fb6).
- Mohandas A, Milone A P, Cordoni G, et al., 2024. Photometric binaries in 14 Magellanic Cloud star clusters[J/OL]. , 681: A42. DOI: [10.1051/0004-6361/202347424](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202347424).
- Montegriffo P, De Angeli F, Andrae R, et al., 2023. Gaia Data Release 3. External calibration of BP/RP low-resolution spectroscopic data[J/OL]. , 674: A3. DOI: [10.1051/0004-6361/202243880](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202243880).
- Murphy S J, Moe M, Kurtz D W, et al., 2018. Finding binaries from phase modulation of pulsating stars with Kepler: V. Orbital parameters, with eccentricity and mass-ratio distributions of 341 new binaries[J/OL]. , 474(4): 4322-4346. DOI: [10.1093/mnras/stx3049](https://doi.org/10.1093/mnras/stx3049).
- Niu H, Wang J, Fu J, 2020. Binary Fraction Estimation of Main-sequence Stars in 12 Open Clusters: Based on the Homogeneous Data of LAMOST Survey and Gaia DR2[J/OL]. , 903(2): 93. DOI: [10.3847/1538-4357/abb8d6](https://doi.org/10.3847/1538-4357/abb8d6).
- Offner S S R, Moe M, Kratter K M, et al., 2023. The Origin and Evolution of Multiple Star Systems [C/OL]/Inutsuka S, Aikawa Y, Muto T, et al. Astronomical Society of the Pacific Conference Series: Vol. 534 Protostars and Planets VII. 275. DOI: [10.48550/arXiv.2203.10066](https://doi.org/10.48550/arXiv.2203.10066).
- Piskunov A E, Just A, Kharchenko N V, et al., 2018. Global survey of star clusters in the Milky Way. VI. Age distribution and cluster formation history[J/OL]. , 614: A22. DOI: [10.1051/0004-6361/201732337](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201732337).
- Raboud D, Mermilliod J C, 1998. Investigation of the Pleiades cluster. IV. The radial structure [J/OL]. , 329: 101-114. DOI: [10.48550/arXiv.astro-ph/9708144](https://doi.org/10.48550/arXiv.astro-ph/9708144).
- Raghavan D, McAlister H A, Henry T J, et al., 2010. A Survey of Stellar Families: Multiplicity of Solar-type Stars[J/OL]. , 190(1): 1-42. DOI: [10.1088/0067-0049/190/1/1](https://doi.org/10.1088/0067-0049/190/1/1).
- Reid I N, Gizis J E, Kirkpatrick J D, et al., 2001. A Search for L Dwarf Binary Systems[J/OL]. , 121(1): 489-502. DOI: [10.1086/318023](https://doi.org/10.1086/318023).
- Riello M, De Angeli F, Evans D W, et al., 2021. Gaia Early Data Release 3. Photometric content and validation[J/OL]. , 649: A3. DOI: [10.1051/0004-6361/202039587](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039587).
- Rizzuto A C, Ireland M J, Robertson J G, et al., 2013. Long-baseline interferometric multiplicity survey of the Sco-Cen OB association[J/OL]. , 436(2): 1694-1707. DOI: [10.1093/mnras/stt1690](https://doi.org/10.1093/mnras/stt1690).
- Röser S, Schilbach E, Piskunov A E, et al., 2011. A deep all-sky census of the Hyades[J/OL]. , 531: A92. DOI: [10.1051/0004-6361/201116948](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201116948).
- Röser S, Schilbach E, 2020. A census of the nearby Pisces-Eridanus stellar stream. Commonalities with and disparities from the Pleiades[J/OL]. , 638: A9. DOI: [10.1051/0004-6361/202037691](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202037691).
- Salpeter E E, 1955. The Luminosity Function and Stellar Evolution.[J/OL]. , 121: 161. DOI: [10.1086/145971](https://doi.org/10.1086/145971).
- Sana H, de Mink S E, de Koter A, et al., 2012. Binary Interaction Dominates the Evolution of Massive Stars[J/OL]. Science, 337(6093): 444. DOI: [10.1126/science.1223344](https://doi.org/10.1126/science.1223344).
- Sana H, Le Bouquin J B, Lacour S, et al., 2014. Southern Massive Stars at High Angular Resolution: Observational Campaign and Companion Detection[J/OL]. , 215(1): 15. DOI: [10.1088/0067-0049/215/1/15](https://doi.org/10.1088/0067-0049/215/1/15).
- Schilbach E, Kharchenko N V, Piskunov A E, et al., 2006. Population analysis of open clusters: radii and mass segregation[J/OL]. , 456(2): 523-534. DOI: [10.1051/0004-6361:20054663](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20054663).
- Sharma S, Pandey A K, Ogura K, et al., 2008. Mass Functions and Photometric Binaries in Nine Open Clusters[J/OL]. , 135(5): 1934-1945. DOI: [10.1088/0004-6256/135/5/1934](https://doi.org/10.1088/0004-6256/135/5/1934).

- Shatsky N, Tokovinin A, 2002. The mass ratio distribution of B-type visual binaries in the Sco OB2 association[J/OL]. , 382: 92-103. DOI: [10.1051/0004-6361:20011542](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20011542).
- Skrutskie M F, Cutri R M, Stiening R, et al., 2006. The Two Micron All Sky Survey (2MASS) [J/OL]. , 131(2): 1163-1183. DOI: [10.1086/498708](https://doi.org/10.1086/498708).
- Smith R J, 2020. Evidence for Initial Mass Function Variation in Massive Early-Type Galaxies [J/OL]. , 58: 577-615. DOI: [10.1146/annurev-astro-032620-020217](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-032620-020217).
- Sollima A, Carballo-Bello J A, Beccari G, et al., 2010. The fraction of binary systems in the core of five Galactic open clusters[J/OL]. , 401(1): 577-585. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2009.15676.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.15676.x).
- Southworth J, Maxted P F L, Smalley B, 2005. Eclipsing binaries as standard candles. HD 23642 and the distance to the Pleiades[J/OL]. , 429: 645-655. DOI: [10.1051/0004-6361:20041867](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20041867).
- Spada F, Demarque P, Kim Y C, et al., 2017. The Yale-Potsdam Stellar Isochrones[J/OL]. , 838(2): 161. DOI: [10.3847/1538-4357/aa661d](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa661d).
- Tang J, Bressan A, Rosenfield P, et al., 2014. New PARSEC evolutionary tracks of massive stars at low metallicity: testing canonical stellar evolution in nearby star-forming dwarf galaxies[J/OL]. , 445(4): 4287-4305. DOI: [10.1093/mnras/stu2029](https://doi.org/10.1093/mnras/stu2029).
- Tang S Y, Chen W P, Chiang P S, et al., 2018. Characterization of Stellar and Substellar Members in the Coma Berenices Star Cluster[J/OL]. , 862(2): 106. DOI: [10.3847/1538-4357/aacb7a](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aacb7a).
- Thompson B A, Frinchaboy P M, Spoo T, et al., 2021. The Binary INFORMATION from Open Clusters Using SEDs (BINOCS) Project: Reliable Photometric Mass Determinations of Binary Star Systems in Clusters[J/OL]. , 161(4): 160. DOI: [10.3847/1538-3881/abde4c](https://doi.org/10.3847/1538-3881/abde4c).
- Tokovinin A, 2014. From Binaries to Multiples. I. Data on F and G Dwarfs within 67 pc of the Sun [J/OL]. , 147(4): 86. DOI: [10.1088/0004-6256/147/4/86](https://doi.org/10.1088/0004-6256/147/4/86).
- Torres G, Latham D W, Quinn S N, 2021. Long-term Spectroscopic Survey of the Pleiades Cluster: The Binary Population[J/OL]. , 921(2): 117. DOI: [10.3847/1538-4357/ac1585](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac1585).
- Valle G, Dell'Omodarme M, Prada Moroni P G, et al., 2013. Cumulative physical uncertainty in modern stellar models. I. The case of low-mass stars[J/OL]. , 549: A50. DOI: [10.1051/0004-6361/201220069](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201220069).
- van den Bergh S, Lafontaine A, 1984. Luminosity function of the integrated magnitudes of open clusters[J/OL]. , 89: 1822-1824. DOI: [10.1086/113693](https://doi.org/10.1086/113693).
- Vandenberg D A, Bridges T J, 1984. Theoretical zero-age main sequences applied to the Pleiades, Praesepe, and Hyades star clusters.[J/OL]. , 278: 679-688. DOI: [10.1086/161836](https://doi.org/10.1086/161836).
- Wallace A L, 2024. Photometric determination of main-sequence binaries with Gaia[J/OL]. , 527(3): 8718-8726. DOI: [10.1093/mnras/stad3789](https://doi.org/10.1093/mnras/stad3789).
- Ward-Duong K, Patience J, De Rosa R J, et al., 2015. The M-dwarfs in Multiples (MINMS) survey - I. Stellar multiplicity among low-mass stars within 15 pc[J/OL]. , 449(3): 2618-2637. DOI: [10.1093/mnras/stv384](https://doi.org/10.1093/mnras/stv384).
- Weiler M, Jordi C, Fabricius C, et al., 2018. Passband reconstruction from photometry[J/OL]. , 615: A24. DOI: [10.1051/0004-6361/201732489](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201732489).
- Winters J G, Henry T J, Jao W C, et al., 2019. The Solar Neighborhood. XLV. The Stellar Multiplicity Rate of M Dwarfs Within 25 pc[J/OL]. , 157(6): 216. DOI: [10.3847/1538-3881/ab05dc](https://doi.org/10.3847/1538-3881/ab05dc).

致 谢

2024 年 6 月

作者简历及攻读学位期间发表的学术论文与其他相关学术成果

作者简历：

2012年9月——2016年6月，在合肥工业大学电子科学与应用物理学院获得学士学位。

2016年9月——2024年6月，在中国科学院上海天文台攻读博士学位。

已发表（或正式接受）的学术论文：

- (1) Study the Binary Population of Open Clusters through Stellar SED Fitting (in preparation)
- (2) The Stellar Mass Function and Dynamical Evolution in the Pleiades Star Cluster (in preparation)
- (3) MaNGA 8313-1901: Gas Accretion Observed in a Blue Compact Dwarf Galaxy?
Ju, M., Yin, J., **Liu, R.**, et al. 2022, ApJ, 938, 96
- (4) Correction factors of the measurement errors of the LAMOST-LRS stellar parameters
Zhang, S.-H., Hu, G.-Z., **Liu, R.-R.**, Pan, C.-Y., Li, L., Shao, Z.-Y., 2023, RAA, 23, 015018
- (5) 基于混合模型的疏散星团视向速度和金属丰度研究
张书会, **刘蓉蓉**, 李璐, 胡国真, 邵正义, 2023, 天文学进展, 41, 3

参加的研究项目及获奖情况：

CSST-IFS 成员：数据分析师

2018-2019 学年中国科学院大学 “三好学生”

2019-2020 学年中国科学院大学 “三好学生”

