



中国科学院大学

University of Chinese Academy of Sciences

博士学位论文

颜色星等图上的混合模型——疏散星团参数的统计推断框架

作者姓名: 李 璐

指导教师: 邵正义 研究员 中国科学院上海天文台

陈 力 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

2022 年 6 月

**MiMO: Mixture Model for Open Clusters in Color-Magnitude
Diagrams — A Statistical Framework of Parameter Inference**

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

By

Lu Li

Supervisor: Professor Zhengyi Shao and Professor Li Chen

Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences

June, 2022

中国科学院大学
学位论文原创性声明

本人郑重声明：所提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。尽我所知，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已经发表或撰写过的研究成果。对论文所涉及的研究工作做出贡献的其他个人和集体，均已在文中以明确方式标明或致谢。

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有关保存和使用学位论文的规定，即中国科学院有权保留送交学位论文的副本，允许该论文被查阅，可以按照学术研究公开原则和保护知识产权的原则公布该论文的全部或部分内容，可以采用影印、缩印或其他复制手段保存、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

恒星在分子云中成团地诞生，在星团中演化、运动、交会，最终散落成为场星。作为恒星的摇篮和星系的组成部分，疏散星团是研究恒星形成和星系演化及相关诸多天体物理现象的重要探针。精确地测量疏散星团的基本参数，包括年龄、金属丰度、距离、消光、恒星质量函数和双星性质是研究疏散星团及其恒星演化和动力学演化的基础。颜色星等图是测量这些参数的重要工具，而 Gaia 的全天高精度测光数据给这个课题带来了巨大的机会和挑战。

在本文中，我们构建了疏散星团参数测量的统计框架——颜色星等图上团星和场星的混合模型（Mixture Model of Open clusters, MiMO）。其中团星模型为参数化的数密度分布，包括单星和双星；而场星模型采用基于星团周围场星构建的非参数经验分布。MiMO 使我们首次能够基于测光数据，同时精确测量星团的年龄、金属丰度、距离和消光，并拟合团星的质量函数、双星比例及双星质比分布。混合模型无需对各成分预先分类，让我们首次能够精细统计小质比双星；还允许我们避免成员星的筛选，直接采用包含场星污染但是成员星更完备的样本。作为贝叶斯统计模型，MiMO 可以最大限度地利用观测数据，严格地考虑观测误差，还能自然地通过先验分布结合其他各种独立测量。基于 GaiaEDR3 的测光精度，年龄、距离模数和消光的精度分别为 0.01dex、0.01mag 和 0.02mag。与以前的工作相比，有约 10 倍的改进。

我们将 MiMO 应用到 Gaia 测光数据，得到了 1274 个疏散星团的参数表，包括年龄、测光金属丰度、距离、消光。对 164 个观测数据较好的疏散星团，我们还拟合了质量 $M > 0.5M_{\odot}$ 的恒星的质量函数。

我们对这 164 个疏散星团的恒星质量函数的进行研究，有如下发现：团星的质量函数斜率和年龄相关，比 500Myr 更年轻的星团几乎保持了初始质量函数，老于 500Myr 的星团由于内部动力学演化，小质量恒星的蒸发使得质量函数逐渐变平。相对于星团外层，星团内部的质量函数斜率更陡，大质量恒星比例更高，表现出质量分层。我们还发现蒸发过程对质量函数的影响的时标要比质量分层更长。另外，疏散星团出生位置离旋臂越近，其初始质量函数越陡，可能揭示了不同环境中恒星形成机制的差异。

我们还研究了疏散星团中的双星性质。在利用稳健高斯过程测量星团实际主序脊线及其展宽，修正理论等龄线和观测数据的偏差后，我们可以精确测量双星比例和双星质比分布。以 NGC 3532 为例，其质比 $q > 0.2$ 的双星比例为 $f_b = 0.267 \pm 0.019$ ，比场星中略低；双星质比分布的斜率为 $\gamma_q = -0.10 \pm 0.22$ ，呈均匀分布。我们首次发现了双星性质对恒星质量和团中位置的依赖，提供了星团内部动力学演化的证据。主星质量较小或位于星团内部区域的恒星中，小质比双星相对更少。这与动力学演化的解释吻合：主星质量或质比更小的双星由于结合能较低更容易被团内相互作用破坏。

MiMO 可以精确地测量疏散星团参数，除了上述已经开展的工作之外，还有极大的拓展潜力和更为广泛的应用前景。MiMO 提供了基于测光的成员概率，与独立的运动学成员概率相结合，可用于搜寻特殊恒星的候选体，如蓝离散星等。未来我们可以将 MiMO 同时应用到更多波段的颜色星等图上，可以更好地限制参数。我们还可以在 MiMO 中加入其他物理过程进一步扩展，比如统计星团中恒星自转参数等。或者将这种单星族的建模方法应用到多星族系统，如多星族球状星团和近邻矮星系，测量它们的恒星形成历史和各星族的性质。

关键词： 疏散星团, 赫罗图, 混合模型, 恒星质量函数, 双星, 贝叶斯统计

Abstract

Most stars are born in star clusters or associations. The clusters then evaporate and disrupt over time, enriching the field population. As cradles of stars and building blocks of galaxies, open clusters (OCs) have encoded valuable information about star formation and galaxy evolution. Therefore, precisely and robustly measuring the fundamental properties of OCs, including age, metallicity, distance, extinction, stellar mass function (MF), and binary properties, is of great importance. In the Gaia era, the unprecedented vast amount of high precision photometric data has presented great opportunities and challenges, where the modeling with color-magnitude diagrams (CMDs) is the key of solution.

In this work, I propose a mixture model of OC (MiMO) in CMD, which can measure the OC properties, including isochrone parameters (age, distance, metallicity, and dust extinction), MF, and binary parameters, with unprecedented precision and reliability. This is a state-of-the-art framework that models the CMD as a mixture of single stars, photometric unresolved binaries, and field stars. MiMO has several particular advantages: First, by modeling the stars in CMD with a number density distribution, it can determine the mass function and binary properties simultaneously, which were inaccessible in conventional methods. Second, MiMO can maximize the exploitation of precise photometric data and treat observational errors rigorously. The typical statistical precision of $\log\text{Age}$, distance modulus, and dust extinction are 0.01 dex, 0.01 mag, and 0.02 mag, respectively, which presents an improvement of factor 10 compared with previous work. Third, unlike conventional methods that rely on stringent member selection, MiMO allows us to use a sample of more cluster members and attendant field stars. The larger star sample reduces the statistical error and minimizes the potential bias by retaining more stars that are crucial for age estimation and mass function measurement. Last, as a Bayesian statistical method, MiMO can naturally incorporate other independent measurements as prior.

Applying MiMO to Gaia EDR3 data, we build a comprehensive catalog of pa-

rameters for 1274 OCs. We further measure the stellar mass function for stars with $\mathcal{M} > 0.5 M_{\odot}$ in 164 OCs that have high quality photometric data.

We find that the slope of the mass function depends on OC's age. Young clusters can retain the initial mass function for the first 500Myr until the evaporation of low mass stars gradually becomes prominent and flattens the mass function. Compared with the outskirts, the inner region of a cluster has a higher proportion of low mass stars, making the slope of MF steeper. This presents a clear observational evidence for the mass segregation in OCs. We also find that the time scale of the evaporation is longer than that of mass segregation. Moreover, the initial MF is steeper for clusters whose birth location is closer to the spiral arms of the Milky Way, which suggests an environment dependent on the star formation processes.

We then investigate the binary properties in OCs, taking NGC3532 as the first example. We employ a Robust Gaussian process to determine the main sequence ridge line and its scatter from the observed CMD as model input. For the FGK dwarf member stars in this cluster, the binary fraction is $f_b = 0.267 \pm 0.019$, and the slope of binary mass ratio (q) distribution is $\gamma_q = -0.10 \pm 0.22$, for binaries with $q > 0.2$. The f_b value is consistent with the previous work on NGC3532 and smaller than that of field stars. The close to zero γ_q indicates a nearly uniform distribution of q . For the first time, we unveil that the stars with smaller mass \mathcal{M} or in the inner region tend to have lower f_b and more positive value of γ_q due to the lack of low q binaries. The mass and radius dependences are clear evidence of internal dynamics. In this scheme, binaries with smaller \mathcal{M} or q have smaller binding energy, hence more vulnerable to dynamical disruption, especially in the inner region where stars interact more frequently.

Besides measuring the OC parameters, MiMO can apply to many other problems in astrophysics. For example, the stars with low photometric membership probability p_{memb} within MiMO but high kinematic p_{memb} present candidates of blue stragglers (BSs) and other special stars that are not covered by the single stellar population model. It is also straightforward to incorporate other physical processes or stellar components into MiMO, e.g., the stellar rotation and BSs, once relevant models are available. Moreover, future extension of MiMO can apply to systems with multiple stellar populations

(MSPs), e.g., globular clusters with MSP and nearby dwarf galaxies, and measure their star formation history and parameters of each population therein.

Keywords: Open star clusters, Hertzsprung Russell diagram, Mixture model, Stellar mass functions, Binary stars, Bayesian statistics

目 录

第 1 章 引言	1
第 2 章 疏散星团——恒星物理与动力学演化的实验室	5
2.1 赫罗图	5
2.2 双星在颜色星等图上的位置	6
2.3 疏散星团的动力学演化	8
第 3 章 历史上测量疏散星团参数的方法	11
第 4 章 Gaia 数据	15
第 5 章 MiMO: 疏散星团在颜色星等图上的混合模型	19
5.1 团星模型	19
5.1.1 单星模型	20
5.1.2 双星模型	21
5.1.3 恒星质量函数和双星质比分布的函数形式	21
5.2 场星模型	22
5.3 团星和场星的混合模型	23
5.3.1 似然函数	23
5.3.2 贝叶斯推断	24
5.4 成员概率	24
第 6 章 MiMO 的数值实现	25
6.1 等龄线模型库	25
6.2 团星的似然函数	26
6.3 场星的似然函数	27
6.4 混合模型的后验概率	27
6.5 参数拟合	28
第 7 章 模拟测试	29
7.1 生成模拟星团	29
7.2 单个模拟星团的拟合结果	31
7.3 1000 个模拟星团拟合结果的统计	34

第 8 章 疏散星团参数表	37
8.1 样本选择	37
8.1.1 拟合样本的选择	37
8.1.2 构建场星模型的场星样本选择	38
8.2 先验概率的选择	40
8.3 拟合结果	40
8.4 讨论	45
8.4.1 质量函数的验证	45
8.4.2 金属丰度先验分布的选择对结果的影响	47
8.4.3 和之前工作的比较	49
8.4.4 测光距离	53
8.4.5 方法的局限性以及可能的拓展	54
8.5 小结	54
第 9 章 团星的初始质量函数与质量函数的演化	57
9.1 星团样本的选择	57
9.2 质量范围的选择	57
9.3 拟合结果	57
9.4 讨论	58
9.4.1 初始质量函数的弥散	58
9.4.2 质量函数的演化	60
9.4.3 团的质量分层	60
9.5 小结	61
第 10 章 疏散星团内部动力学演化对双星性质的影响	63
10.1 NGC 3532 及样本选择	63
10.1.1 主序脊线	63
10.1.2 主序展宽	66
10.1.3 样本选择	66
10.2 结果	67
10.2.1 主样本的结果	67
10.2.2 双星性质对光度/质量的依赖	69
10.2.3 双星性质对半径的依赖	69
10.3 讨论	70
10.3.1 双星比例 f_b	70
10.3.2 双星质比分布函数的指数 γ_q	71
10.3.3 双星对质量和半径的依赖及星团的动力学演化	71
10.4 小结	73

第 11 章 总结与展望	75
参考文献	79
致谢	87
作者简历及攻读学位期间发表的学术论文与研究成果	89

图形列表

2.1 Gaia DR2 测光波段 $G_{BP} - G_{RP}$ 和 G 颜色星等图上主序和双星序的位置。等龄线设定在年龄为 400Myr, 太阳金属丰度。实线表示 $q = 0.2, 0.4, 0.6, 0.8$ 和 1.0 的双星序。黑色虚线是单星的主序。绿色虚线为主质量 (\mathcal{M}) 等于 $0.5, 0.7, 1.0, 1.5M_{\odot}$ 的不同 q 值的双星。 $q=0.2$ 的双星序与主序非常接近, 对于 $\mathcal{M} = 0.5$ 或 $1.5M_{\odot}$, 颜色的差异分别为 ~ 0.0092 或 ~ 0.0012 mag 7

4.1 Gaia 的观测范围。(图片作者: S. BRUNIER/ESO; 来源: ESA) 15

7.1 生成一个模拟星团的示意图。(a) 与 NGC3532 相同参数的单星序在颜色星等图中的理论数密度。此处等龄线模型来自 PARSEC, 质量函数指数 $\alpha_{MF} = -2.35$; (b) 模拟星团成员在颜色星等图中的分布, 其双星性质参数为 $f_b = 0.27, \gamma_q = 0.0$; (c) 加入测量误差 σ_m 和 σ_c 与观测星等限后的模拟星团; (d) Gaia DR2 观测到的疏散星团 NGC3532 成员的颜色星等图。在 (c) 和 (d) 中, 两条虚线围分别代表质量为 $\mathcal{M} = 0.5$ 和 $1.5M_{\odot}$ 的单星对应的星等。 30

7.2 左: 某模拟星团基于嵌套抽样方法得到的参数后验概率密度分布。蓝色等高线对应于 1σ 、 2σ 和 3σ (39.3%、86.5%和 98.9%) 的置信度, 而橙线表示各个参数的真值。直方图显示每个参数估计值的边际化概率分布。蓝色虚线表示 15.9%、50.0%和 84.1%的百分位数 (也见每个直方图上面的数字)。右上: 这个模拟星团的颜色星等图。红点为包括成员星和场星在内的拟合样本, 灰点为用于建立场星模型的场星样本。蓝色实线和黑色虚线分别代表真实的和拟合的等龄线。 32

7.3 各参数最佳拟合值相对真实值的残差与成员星数目的关系。每个点代表一个模拟星团, 其 f_{fs} 由颜色标记出。为了更好地展示细节, 我们对上面四个子图的 y 轴 ($\log \text{Age}$ 、 DM 、 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 和 A_V) 以“对称对数 (symmetrical log)”的方式显示。即在 $[-0.1, 0.1]$ 内使用线性标度, 在其他范围使用对数标度。 33

8.1	NGC 2447 的样本选择和拟合结果。(a) 距离星团中心 $3, r_{50}$ 以内恒星的自行分布。 $\Delta\mu < 4\sigma_{\mu,cl}$ (实心圆) 的恒星作为拟合样本。 $\Delta\mu > 6\sigma_{\mu,cl}$ (虚线圈) 的恒星被用来建立场模型。其中 $\Delta\mu$ 是与 NGC 2447 的平均自行的距离, $\sigma_{\mu,cl}$ 是星团自行的弥散。(见第章)。(b) 星团的拟合样本在颜色星等图上的分布。拟合样本中的恒星显示为橙色的点, 而场模型显示为底层的灰色阴影。(c) NGC 2447 的最佳拟合结果。拟合样本的颜色是由 MiMO 估计的测光成员概率决定的。高概率成员星 (蓝色) 与我们的最佳拟合等龄线及其不确定性带 (带阴影的橙色曲线) 匹配得很好; 而低概率成员星, 更有可能是场星 (红色), 它们与场星样本 (底层的淡黄色点) 分布相同。带阴影的绿色曲线显示了由 D21 拟合的等龄线及其不确定性带。	39
8.2	九个疏散星团的最佳拟合结果 (按年龄升序排序), 图例与图 8.1 的子图 (c) 相同。	42
8.3	星团的质量函数。带阴影的橙线显示了由 MiMO 拟合的质量函数及其不确定性。作为比较, 直方图显示了直接从数据中获得的恒星质量分布。	46
8.4	使用不同的先验概率对结果的影响。横坐标为光谱测量的 $[Fe/H]$ 。纵坐标显现了两种先验: 蓝色的点为平的先验, 橙色的点为均值和弥散为所有团金属丰度的均值和弥散的高斯先验分布。	48
8.5	MiMO 和 D21 测量的 (a) $\log Age$ 、(b) 距离和 (c) A_V 的比较。每个点代表一个星团。误差棒显示每种方法的拟合不确定度, 其中一些小于符号大小。	49
8.6	MiMO 和 D21 对 Roslund 6 使用的拟合样本的比较。子图 (a) 和 (b) 分别是 MiMO 和 D21 使用的颜色星等图中的拟合样本和最佳拟合等龄线。子图 (c)、(d) 和 (e): 两个工作的拟合样本在空间坐标、自行和视差星等空间的分布。我们的样本用方块表示, 用 MiMO 的成员概率进行颜色编码 (见色条), D21 的样本用黄色的十字表示。如图例所示, 每个样本中 $G < 8$ 等的亮星用不同的符号进一步突出。	50
8.7	比较 NGC 188 的 D21 和 MiMO 得到的成员概率。两种方式样本中的共同恒星标记为灰色圆点。棕色的叉形记号是 $p_{memb,D21} > 0.5$ 但 $p_{memb,MiMO} < 0.5$ 的恒星; 蓝色十字是 $p_{memb,D21} < 0.5$ 但 $p_{memb,MiMO} > 0.5$ 的恒星。	52
8.8	MiMO 得到的星团视差与 Gaia 天体测量得到的视差 (包括 DR2 和 EDR3) 的比较。其差值和插值的平均分别以符号和虚线显示在下方子图中。	53
9.1	疏散星团的质量函数斜率随着年龄的变化。	58
9.2	疏散星团的出生地点与旋臂的相对位置。灰色及其阴影为旋臂的位置和它们的宽度。点为 30 个年龄小于 100Myr 的疏散星团。点的颜色为星团的质量函数斜率。	59

9.3 疏散星团的质量函数斜率随着年龄的变化。颜色为团的银心距离。 ·	60
9.4 疏散星团中心 ($r < r_{50}$) 的质量函数斜率和外部 $r > r_{50}$) 的质量函数斜率的比值随着年龄的变化。 ······	61
10.1 NGC3532 的主序脊线和观测数据的比较。(a) 该星团的颜色星等图。成员星被显示为灰色的小点。棕色曲线显示的是 PARSEC 等龄线, 绿色实线和黑色折线分别显示的是来自 (Fritzewski 等, 2019) 测定和我们用稳健高斯过程得到的脊线。(c) 数据和脊线在颜色方向上的残差。橙色的曲线显示了单颗恒星颜色残差的 $1/\sigma$ 区间和星等的函数。蓝色阴影区域显示的是 Gaia 在颜色上的不确定度, 用于比较。红色曲线显示了 $q = 0.2$ 的双星序。 ······	64
10.2 NGC3532 不同样本星的 f_b 和 γ_q 后验概率密度分布。每组等高线显示了从相关样本推断出的 f_b 和 γ_q 的 1σ 和 2σ 置信区间。黑色等高线在两个子图上是相同的, 显示的是主样本的分布, 而蓝色 (橙色) 等高线在子图 (a) 中显示的是这个样本中较暗 (较亮) 的子样本的分布, 在子图 (b) 中显示的是内部 (外部) 子样本的结果。每个样本对应的边缘化概率密度分布也显示为顶部和右侧子图的彩色曲线。 ···	68

表格列表

4.1 Gaia 历次数据发布包含的内容	16
5.1 MiMO 中拟合参数的描述以及其各自的拟合范围	20
7.1 MiMO 的典型内部精度	35
8.1 示例星团的拟合结果	44
10.1 NGC3532 的经验主序脊线和弥散	65
10.2 NGC3532 的双星比例 f_b 和质比分布参数 γ_q	69

第1章 引言

“噤彼小星，维参与昴。”

——《诗经·小星》

如果有机会和三千多年前写下《诗经》的古人一同走进那个温和的良夜，我们能看到灿烂繁星铺满了整个广袤的天幕。但繁星并非均匀地散落着，其中一些星星聚集成团，像诗中提到的“昴”，就是一个著名的星团。在古人的眼中，这个模糊的光斑毛绒绒地像是一团毛发，所以又把它称为“旄头”或“髦头”。在战国曾侯乙墓中漆衣箱盖上的“旄”其实就是“昴”。到了1609年，意大利天文学家伽利略，在人类历史上第一次用望远镜去观察这些模糊的光斑，才发现它们其实是恒星聚集成星团。他在《星际信使》中写道：“银河除了无以计数的恒星聚集成星团之外，什么都没有。”现在的我们有了分辨率更高的望远镜，不过在晴朗的夜里依然可以用自己的眼睛欣赏这些散落在星场中的明珠——星团。

现代天体物理的研究告诉我们，恒星在分子云中诞生，但是它们并不是孤零零地形成的。在同一个巨分子云中，成百上千的恒星几乎同时形成，球状星团中这个数字甚至能达到十万。这些恒星靠引力束缚在一起，便是我们现在观测到的星团。星团在银河系中运动，它们经历内部动力学演化、星系范围的引力场和邻近分子云等外部引力扰动，最终星团中的恒星会逐渐离开星团，散落到星系中成为场星。这就是我们看到的满天繁星的来源。

恒星在星团中诞生、演化、运动，最终散落成为场星。所以星团是研究恒星和星系，及其相关的诸多天体物理现象的基石。首先，星团本身是研究恒星形成演化的实验室。星团——特别是只有简单星族的疏散星团——中的恒星，因共同的起源而具有共同的年龄和化学成分，可视为一个控制了部分恒星参数的样本。星团中的成员星在恒星质量上的跨度很大，而恒星质量是决定恒星演化的最重要参数。因此，目前对任意星团的观测代表了在特定年龄和金属丰度下恒星演化的一个快照。当我们想要研究疏散星团及其团星的演化，并不需要跟随它走完它的一生。就像我们走进一片森林，同时看到了发芽的种子、细嫩的小树苗、粗壮的苍天大树，就能知道一棵树的成长历程。所以当我们把许多这些星团的观测结果联系在一起，在广泛的年龄和金属性范围内，就能看到完整的恒星演化图

景。

其次，星团贡献了银河系中的大部分场星，而它们的年龄、金属丰度和恒星质量函数反映了它们形成的分子云的历史环境。因此，星团是追踪银河系结构的最佳示踪物，研究银河系盘形成和演变的宝贵工具，可以帮助我们探测银河系现在和历史的状态。同时，星团作为引力束缚的恒星系统，在宿主星系中运动。它们也是研究恒星间相互作用，引力束缚系统的动态演化的重要工具。

用疏散星团来研究恒星形成演化、追踪银河系的结构和演化历史，需要三个关键的基础：一、空间位置的测量，这是追踪银河系结构与梯度的立足点；二、精确的运动学数据，可以帮助我们演算结构的历史和未来的状态，研究银河系的引力势等动力学问题；三、恒星的年龄、化学成分和质量分布（包括恒星质量函数、双星比例和质比分布）。而作为一个多体系统，星团各种（平均）物理性质的测量精度，要远高于单一恒星的测量。

欧洲空间局的 Gaia 任务（Gaia mission）带来了对疏散星团研究领域兴趣的复兴。2018 年 4 月 25 日发布的 Gaia DR2(Collaboration 等, 2018c) 包含了约 13 亿颗恒星的位置、视差和自行，以及 G (330–1050 纳米)、 G_{BP} (330–680 纳米) 和 G_{RP} (630–1050 纳米) 波段的测光数据和约 700 万颗恒星的视向速度 (RV) (Sartoretti 等, 2018)。这个星表给银河系各方面的研究，包括星团在内，都带来了一场革命。它以前所未有的天区覆盖和解算精度，极大地改善了上面说到的所有的三个关键基础测量数据。不仅如此，在 Gaia DR2 中发现的新星团极大地扩大了疏散星团样本 (Cantat-Gaudin 等, 2018c; Liu 等, 2019; Castro-Ginard 等, 2019)。

在上述的三个关键基础测量中，第三点最为棘手，也就是怎样用测光数据来推断疏散星团的基本参数，如年龄、金属丰度、距离和消光。星团中的成员星在颜色星等图上呈一条带状分布。通常，人们先挑选出星团的成员星，再使用理论等龄线拟合的方法，通过比较理论等龄线和观测到的成员星的颜色星等图的形状得到年龄和金属丰度，比较它们的位置得到距离和消光。历史上的这些方法，不管是人眼拟合还是自动程序，都存在两个问题。

首先挑选成员星是一个两难问题。在 Gaia 时代，我们已经有了更高精度的运动学数据，可以在自行空间挑选出相对干净的成员星样本，但如果成员星的选择比较严格，那么就很难得到完备的成员星样本。某些情况下，比如在主序转折点附近，成员星的人为缺失会严重影响星团的年龄测量。如果为了得到更完备的

成员星样本而放宽在自行上的选择条件，那么不可避免地，拟合样本中将混入更多的场星污染，这将给等龄线拟合带来偏差。其次，就算我们挑选出了一个干净而完备的成员星样本，这些成员星在颜色星等图上也并不只有形状和位置的信息，它们在颜色星等图上是一个分布。决定这个分布的还有星团的质量函数、双星比例、双星质比分布。因此，怎样既可以避免挑选成员星的两难问题，又能充分利用所有的信息来推断疏散星团的基本性质成了上述研究中的关键问题。

在本文中，我们通过颜色星等图上构建一个包含团星模型和场星模型的混合模型（Mixture Model of Open clusters, MiMO），来测量疏散星团的基本参数。其中团星模型为参数化的数密度分布，使得我们不仅能测量星团的年龄、金属丰度、距离和消光，还能拟合星团的恒星质量函数、双星比例以及双星质比分布。而场星模型采用基于非参数方法利用星团周围场星而构建的经验性分布。这样我们就不用先挑选高概率成员星，而是直接输入一个包含场星的拟合样本，得到星团参数的精确测量。

MiMO 的优势在于，首先这是个数密度的模型，我们可以同时拟合质量函数和双星的性质，而之前类似的方法是做不到的。其次，我们不用预先区分各个成分的成员，而是同时建模。所以不需要预先挑选星团成员星，避免了上述的两难问题。同理，双星也是作为模型成分自然纳入，这对研究小质比双星至关重要，因为预先区分单星和小质比双星几乎是不可能的。数密度的建模策略不仅可以用来拟合质量函数和双星，还能方便有效地引入观测误差，可以最大限度地利用观测数据。在贝叶斯框架下我们也可以直接综合星团参数的其他观测（测量）结果，在拟合的时候作为参数的先验分布考虑进来。另外，在考虑场星模型以后，我们能给出颜色星等图上的测光成员概率。这是独立于运动学的成员概率推断，通过对两者的比较，我们能找到一些特殊恒星的候选体，比如蓝离散星等。最后，MiMO 有很大的扩充潜力，未来可以使用其他的恒星模型、加入其他相关的物理过程，比如恒星自转等。我们也可以将这里单星族的建模方法应用到对多星族系统上，用 MiMO 测量多星族的恒星形成历史等。

本文分成四个部分。第一部分：背景，我将回顾疏散星团中的物理过程（第2章）和测量疏散星团参数的现存方法（第3章），再简单介绍 Gaia 项目和数据

(第 4 章)。第二部分：**MiMO** 模型，我将详细介绍在颜色星等图上通过构建混合模型来测量疏散星团参数的方法（第 5 章）、其数值实现（第 6 章）以及模拟测试（第 7 章）。第三部分：应用，我将介绍 **MiMO** 应用到星团观测数据得到的结果，包括我们得到的 1274 个疏散星团的参数表（第 8 章），疏散星团恒星初始质量函数及动力学演化对质量函数的影响（第 9 章），星团动力学演化对双星性质的影响（第 10 章）。第四部分：总结和展望（第 11 章）。

第 2 章 疏散星团——恒星物理与动力学演化的实验室

2.1 赫罗图

恒星演化是过去一个世纪的天体物理学研究最重要问题之一。1905 年，丹麦天文学家 Dane Ejnar Hertzsprung 发现，有类似光谱、相同视差（即距离相同）的恒星可以有非常不同的亮度。随后，Hertzsprung 在 1911 年利用最近的昴星团和毕星团，美国天文学家 Henry Norris Russell 利用数百颗附近场星，独立地发现，当恒星的亮度和光谱类型一起被绘制在一个图中时，恒星被大致分为两个序列：矮星和巨星。这张恒星的光谱类型-亮度图是天体物理学中最重要的诊断工具之一，正确地命名为赫兹普朗-罗素（H-R）图。矮星和巨星的序列表明了恒星的演化。1926 年，爱丁顿在他的《恒星的内部结构》(Eddington, 1926) 一书中提出了第一个能够解释赫罗图背后物理学的恒星模型。这个模型几乎完全基于辐射转移理论，描述了恒星质量和光度之间的关系，并成功地再现了从观测数据中得出的经验性赫罗图。那个时候甚至没有人知道恒星的能量来源。直到后来，在 20 世纪 30 年代，发现了氢核聚变和质子链，现代恒星模型才在此基础上真正发展起来 (Bethe 等, 1939; Chandrasekhar, 1939; Hayashi, 1949; Henyey 等, 1959)。

赫罗图描绘了一颗恒星的亮度与它的温度，或者说，它的颜色，所以又被称为颜色星等图（光谱型对应温度，也就对应颜色；亮度对应绝对星等）。恒星在其整个生命过程中会改变它们在赫罗图上的位置。恒星在主序上的演化相对缓慢，在主序上渡过其绝大部分的寿命之后，除了质量最小的恒星之外，所有的恒星都变成了巨星。然后，它们迅速演化到终点：白矮星、中子星或黑洞。等龄线 (isochrone) 与赫罗图中的恒星演化轨迹“相似”，但它不是特定质量的恒星演化轨迹，而是不同质量的恒星在相同年龄下的有效温度或颜色和光度图上的序列。等龄线对于理解星团的形成历史和演化非常有用。星团中的恒星是几乎同一时间在同一片巨分子云中诞生，所以它们有相同的年龄、位置和化学成分。恒星质量是成员星之间最大的不同之处，所以同一个星团中的恒星分布在一条等龄线上。通过比较不同理论等龄线与星团成员星在赫罗图上的形状与位置就能得到星团的年龄、金属丰度、距离和消光等信息。Sandage (1962); Demarque 等 (1964); Sandage 等 (1969) 是最早在研究星团时使用等龄线工作的。

帕多瓦系列恒星数据库 PARSEC (PAдова-TRieste Stellar Evolution Code) 以及等龄线 isochrones (Marigo 等, 2017) 是被天文学界使用最多的演化轨道和等龄线模型之一。也有其他不同的等龄线模型, 比如 BaSTI 模型 (Hidalgo 等, 2018), MIST isochrones (Choi 等, 2016; Dotter, 2016) 和 YaPSI 模型 (Spada 等, 2017)。一般来说, 用于描述恒星结构的基本方程没有明显的差异, 但不同的研究小组使用不同的数值方法等。在本工作中, 我们使用基于 PARSEC 恒星演化模型的等龄线 (Bressan 等, 2012)¹ 和 Gaia EDR3 的测光系统 (Riello 等 2021, G 和 $G_{BP} - G_{RP}$)。考虑到 Gaia 的测光波段很宽, 我们使用可变消光模型 YBC (Chen 等, 2019)²。

2.2 双星在颜色星等图上的位置

等龄线描述的是星团中不同质量的单星在颜色星等图上的位置。单星可以理解为是单独的恒星, 它被我们观测到的光, 只来源于它自己。有一些双星, 甚至存在极少数的多星系统, 在空间上靠得很近, 而又由于望远镜的分辨极限在测光上无法将它们分辨开, 使得两颗星的光度被当成一颗星记录下来。所以在星团的测光数据中, 有一部分恒星实际上是双星, 它们的光度实际上是由两颗恒星所贡献。假设两颗星的质量, 主星为 \mathcal{M} , 次星为 $q\mathcal{M}$, 其中 q 是主星和次星的质比, 所以有 $0 < q \leq 1$ 。在本文中并不考虑双星之间可能的共同演化效应而导致的光度变化, 因此, 在任何测光的波段中, 这颗双星的星等是这两颗单星的简单组合。

$$m_b(\mathcal{M}, q) = -2.5 \log[10^{-0.4m_s(\mathcal{M})} + 10^{-0.4m_s(q\mathcal{M})}], \quad (2.1)$$

其中 $m_s(\mathcal{M})$ 和 $m_s(q\mathcal{M})$ 是主星和次星的星等。它们的颜色 $c_b(\mathcal{M}, q)$, 则由相应波段的星等计算得出。特别地, 当 $q = 1$ 时, $m_b \simeq m_s - 0.75$ 。

在图2.1中, 我们展示了一条具有恒定 \mathcal{M} 但具有不同质量比的星团成员双星的曲线 (绿色短虚线)。在 $q < 1$ 时, 双星比其单主星更亮更红。同时, 我们可以为固定的 q 值生成一条具有不同主质量 \mathcal{M} 的双星序。特别是, 等质量的双星 ($q = 1$) 形成了一个和主序平行但亮 0.75mag 的序列。很明显, 所有这些星团成员, 包括单星和分离的双星, 都位于一个由主序和等质量双星序约束的带状范围内。在 $\mathcal{M} \sim 1 M_\odot$ 处, 这个带状区域在颜色 ($c = G_{BP} - G_{RP}$) 上的宽度约为

¹PARSEC 1.2S 版, <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

²<http://stev.oapd.inaf.it/YBC>

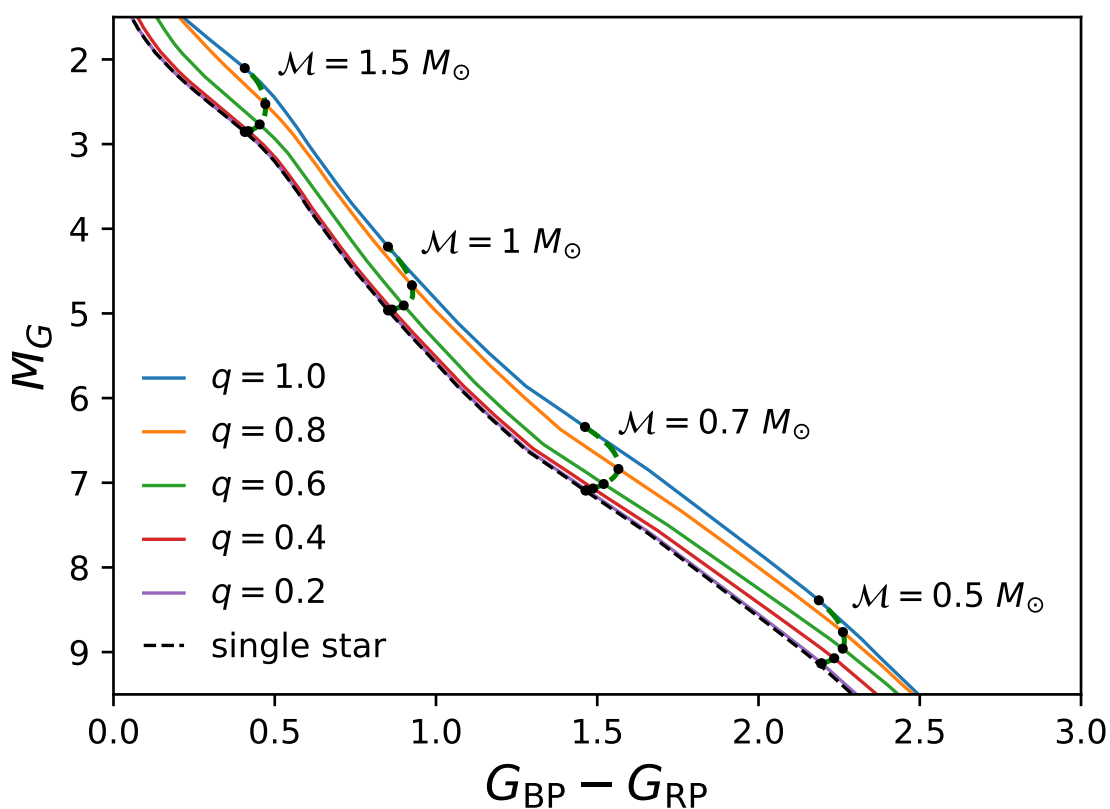


图 2.1 Gaia DR2 测光波段 $G_{BP} - G_{RP}$ 和 G 颜色星等图上主序和双星序的位置。等龄线设定在年龄为 400Myr ，太阳金属丰度。实线表示 $q = 0.2, 0.4, 0.6, 0.8$ 和 1.0 的双星序。黑色虚线是单星的主序。绿色虚线为主质量 (\mathcal{M}) 等于 $0.5, 0.7, 1.0, 1.5M_{\odot}$ 的不同 q 值的双星。 $q=0.2$ 的双星序与主序非常接近，对于 $\mathcal{M} = 0.5$ 或 $1.5M_{\odot}$ ，颜色的差异分别为 ~ 0.0092 或 $\sim 0.0012 \text{ mag}$

0.15mag。

值得注意的是，在颜色星等图中，双星序的位置并不是等间距分布的。对于一个小的质比，例如 $q = 0.2$ ，双星序非常接近主序/这是因为次星太暗，对双星的总光度和颜色贡献不大。对于 $\mathcal{M} = 0.5M_{\odot}$ 的恒星来说，星等和颜色的差异是 $\Delta G = -0.0078 \text{ mag}$, $\Delta c = 0.0092 \text{ mag}$ ；对于 $\mathcal{M} = 1.5M_{\odot}$ 来说， $\Delta G = -0.0006 \text{ mag}$, $\Delta c = 0.0012 \text{ mag}$ 。这些数值比 Gaia 典型的观测误差要小得多，而且可能比真实星团的主序展宽要更小了（详见章节 10.1.2，并以 NGC3532 的表 10.1 为例）。很难将小质比的双星与单星区分开来。因此在研究星团中双星比例的工作中，如何处理小质比的双星，是一个很棘手的问题。

2.3 疏散星团的动力学演化

疏散星团是大量恒星组成的自引力系统。恒星在星团中受到引力作用运动，两颗恒星在距离较近时，其轨道会由于引力作用而改变，这就是两体交会。如果系统中恒星数目非常大，比如星系，我们一般只需要考虑恒星在系统平滑的引力势中运动，而忽略恒星之间的交会的影响。然而对于星团来说，恒星受到的引力不够平滑，相邻恒星相遇时的引力的影响不可忽略。两体交会通过以下几种机制驱动着恒星系统的动力学演化。

1. 弛豫

系统里恒星在许多次交会之后，最终会失去对原始轨道的记忆。这称为恒星系统的弛豫过程，发生这种轨道改变的特征时间称为弛豫时标，它表征了系统内部相互作用的典型时间。一个包含 N 颗恒星的系统，其弛豫时标为

$$t_{\text{relax}} \approx \frac{0.1N}{\ln N} t_{\text{cross}}, \quad (2.2)$$

其中 t_{cross} 是穿越时间，即一颗恒星穿越整个系统范围所需要的典型时间。如果 $N > 40$ ，弛豫时间就会超过穿越时间。对于疏散星团来说， $N \approx 10^2 \sim 10^3$ ，穿越时标 $t_{\text{cross}} \approx 1\text{Myr}$ 。

2. 能均分与质量分层

星团中包含各种不同质量的恒星。根据基本动力论，我们知道，交会往往会产生动能的均分：平均来说，动能 $\frac{1}{2}mv^2$ 大的粒子的会损失能量，而动能小的粒

子会得到能量。在恒星系统中，大质量恒星质更可能由于交会失去动能而落入星团中心引力势阱底部，而质量较小的恒星更倾向于获得能量而向恒星系统的外部扩散，最终表现出质量分层。

3. 蒸发

如果一颗恒星足够“幸运”，在多次两体交会过程中持续获得能量，就有可能从星团的引力势中逃逸出去。系统弛豫过程中，恒星的速度分布可以近似为麦克斯韦速度分布，处在分布中高速尾部的部分恒星将“蒸发”。持续的弛豫过程会不断产生超过逃逸速度的恒星，维持蒸发过程。星团在银河系中受到的潮汐力将加剧这种蒸发作用，最终使得星团的恒星几乎完全蒸发到场星中。

4. 质量函数的演化

而由于质量分层作用，我们知道，较小质量的恒星平均来说更容易获得动能，向恒星系统的外围扩散。所以小质量的恒星更容易蒸发，逃逸出星团的引力势，导致质量函数的演化。恒星质量函数是一个星团中恒星质量的分布，由Salpeter (1955); Kroupa (2002b) 等人的工作，我们知道恒星的初始质量函数，在是一个恒星质量大于 $0.5M_{\odot}$ 时，指数为 -2.35 的幂律函数。动力学演化导致小质量的恒星越来越少，会使得星团的恒星质量函数变平，这将在我们接下来的研究中看到明显的证据。

5. 双星和三体交会

星团中还包含一定比例的双星系统，双星作为一个两体系统参与动力学交会作用。在双星和另一颗星的三体交会过程中，它有可能损失能量，变得更束缚，也有可能获得能量变的更松散甚至瓦解。双星的结合能为

$$E_b \propto \frac{m_1^2 q}{a} \quad (2.3)$$

其中 m_1 为主星质量， q 为双星的质比， a 为双星中两颗星的物理距离。我们可以看到，双星的结合能与质比或主星质量的平方成正比，而与双星成员之间的距离成反比。结合能小的双星称为软双星，其成员间距一般比较大，相应地，结合能大的称为硬双星。在星团的动力学演化过程中，三体交会过程会使得软双星更容易获得能量变得更软，即更不束缚，直到最终瓦解。而硬双星则更有可能失去能量，两颗星靠得更紧。这就是 Heggie-Hills 定律 (Heggie, 1975)。两颗太阳质量，

间距为 1 天文单位的双星，释放出的能量能阻止整个球状星团的核塌缩过程。

而在软双星瓦解的过程中，主星质量，质比越小或者间隔越远的双星更容易被瓦解。同时，在星团中心，恒星空间分布数密度更高，所以三体交会发生得更频繁，双星瓦解的可能性也更高。我们在后面的工作中通过对不同质量、不同星团半径处的恒星子样本中的双星性质的研究，验证了这个理论猜想，找到了动力学演化的证据。

第3章 历史上测量疏散星团参数的方法

疏散星团是受引力约束的恒星系统，它们包含数百至数万颗恒星。它们是研究各种天体物理过程的实验室。人们普遍认为，恒星不是孤立形成，而是在星团或星协中形成。这些星团会随着时间的推移而蒸发和瓦解，从而丰富了银河系的场星 (Lada 等, 2003)。这使得疏散星团成为研究恒星形成、演化和动力学交会的实验室。同时，疏散星团广泛分布在银盘上并覆盖了不同的年龄段，可以很好地示踪银盘的结构和演化 (Becker 等, 1970; Janes 等, 1982; Cantat-Gaudin 等, 2020a; Monteiro 等, 2021)。所有这些研究都取决于对星团特性的精确测量。

由于疏散星团中的恒星是在同一时间在同一分子云中形成的，所以它们具有相同的年龄、金属丰度和距离。星团中的单星在颜色星等图中分布在一条曲线上。因此，与理论等龄线的比较可以确定该疏散星团的物理性质。所以疏散星团的颜色星等图被用作测量其物理参数的重要工具。

在早期的研究中，主要依靠对观测到的颜色星等图与理论等龄线的逐一比较，来得到星团参数的估计。这种方法在很大程度上取决于主观判断，并不能得到星团参数的准确测量。

Flannery 等 (1982); Luri 等 (1992) 等人改进了人眼拟合的传统方法。他们通过最小化观测数据点和它们在等龄线上最近的点的距离之和来寻找最适合的等龄线。接着 Holland 等 (1992) 考虑了等龄线和观测到的单星序两条曲线之间的距离。后来，曲线拟合方法进一步引入了概率分析。Hernandez 等 (2008) 同样是计算数据点和等龄线之间的距离，但采取的是基于给定恒星质量函数 (MF) 的加权似然函数。上述所有的曲线拟合方法都只涉及颜色星等图中等龄线的几何形状和位置，这使得它很难考虑观测误差，因此很难严格估计参数的不确定度。

此外，这些通过曲线拟合得到星团参数的方法都没有考虑双星成分，它们隐含地假设了星团完全由单星组成。而在实际观测中，不可分辨双星通常占疏散星团测光样本中很大的一部分。它们使得主序变宽：等质量的双星序比单星序要亮 0.75 星等，而不等质量的双星则位于两者之间 (见图2.1)。显然，要获得疏散星团参数的精确估计，必须考虑到不可分辨双星的影响。

Tolstoy 等 (1996); Monteiro 等 (2010); Perren 等 (2015) 等人提出了包含双星

的参数拟合方案。给定等龄线和双星比例，他们首先在颜色星等图中创建模拟观测数据，然后通过模拟数据点和真实观测之间的距离来估计参数的拟合度。更先进的方法用到颜色星等图中的二维概率密度分布 (von Hippel 等, 2006; Naylor 等, 2006; Jeffery 等, 2016)。这些方法的一个优点是能够同时将质量函数和不可分辨双星包含到模型中，包括双星的比例和质比分布。然而，这些工作将分析局限在等龄线参数的拟合上，而将其余部分作为固定参数不作拟合。

疏散星团参数测定遇到的另一个长期存在的棘手的问题是来自前景和背景的场星污染。传统上，大多数关于星团参数的研究都依赖于在测光或运动学空间中预先明确地将星团成员与场星分开。

在颜色星等图上得到一个纯净的团星样本，最简单的方法是剔除远离星团主序超过一定阈值的恒星 (Claria 等, 1988; Tadross, 2001; Roberts 等, 2010)。另一种方法先通过比较星团区域和相邻场星区域的恒星在颜色星等图上的数密度差异，估算出颜色星等图上每一个小区域包含成员星的概率，再根据这个概率随机剔除场星，从而得到干净的颜色星等图，再做等龄线拟合。

运动学数据（尤其是自行）也可以作为一个强大的成员判定工具。Vasiliev (2018) 和 Sanders (1971) 通过在自行数据空间中将星团成员星和场星建模为双高斯分布来估计成员概率。这种方法已经被后来的许多研究所采用和改进 (Zhao 等, 1990; Balaguer-Núñez 等, 2004; Krone-Martins 等, 2004, 2014; Sarro 等, 2014; Pera 等, 2021)。

近年来，欧洲航天局 Gaia 任务连同其第二次和早期第三次数据发布 (Collaboration 等 2018c; Gaia Collaboration 等 2020，以下分别为 DR2 和 EDR3) 代表了有史以来最深的全天天体测量和测光巡天。它使研究人员能够得到更准确的成员判定，从而更可靠地估计疏散星团的特性 (Cantat-Gaudin 等, 2018b; Bossini 等, 2019; Dias 等, 2021a; Monteiro 等, 2020; Castro-Ginard 等, 2018; Cantat-Gaudin 等, 2020c)。尽管如此，场星污染仍然存在。对于投影在银盘上的疏散星团来说，这个问题尤其严重。

值得指出的是，所有基于成员判定的方法都存在一个两难的困境：宽松的样本选择标准不能避免场星污染，而严格的标准则可能会删除太多的星团成员。对于后者，这不仅是一个失去统计精度的问题。正如我们将在第8.4.3.1节中所展示的，靠近主序拐点的恒星对于确定星团年龄是至关重要的；由于严格的成员筛

选标准而导致它们的缺失会高估星团的年龄。因此，最好的办法是不要害怕场星而把它们清理掉。相反，我们可以承认拟合样本中存在场星污染，并将它们作为模型的一个组成部分。

在这项工作中，我们提出了 **MiMO**（疏散星团的混合模型），将疏散星团的颜色星等图建模为单星、不可分辨双星和场星的混合分布。

基于理论的等龄线模型，单星模型由年龄、距离、金属丰度、消光和质量函数来描述，用双星比例和质量比分布函数来描述双星。场星是由不同距离、不同年龄的恒星组成的，而且它在天空中分布并不均匀，不同的星团中有不同的场星分布。为了简单起见，我们用和星团所在同一天区但在自行上有差异的场星来建立非参数化的场星模型。在星团的拟合样本中，我们不预先将星团成员与场星区分开来。如上所述，这不仅对样本大小有统计学上的优势，而且通过保留更多的亮星，使年龄拟合上的偏差最小化。全面的物理模型和先进的统计学使我们能够以前所未有的精度同时确定所有的星团参数。

第 4 章 Gaia 数据

Gaia 是欧洲空间局的空间天体测量望远镜，于 2013 年 12 月 19 日成功发射，进入日地拉格朗日 L2 点附近工作。Gaia 任务旨在精确观测银河系 10 亿颗恒星，绘制出银河系最大、最精确的三维地图。帮助我们理解的银河系是如何形成的，以及如何演变成今天的样子。

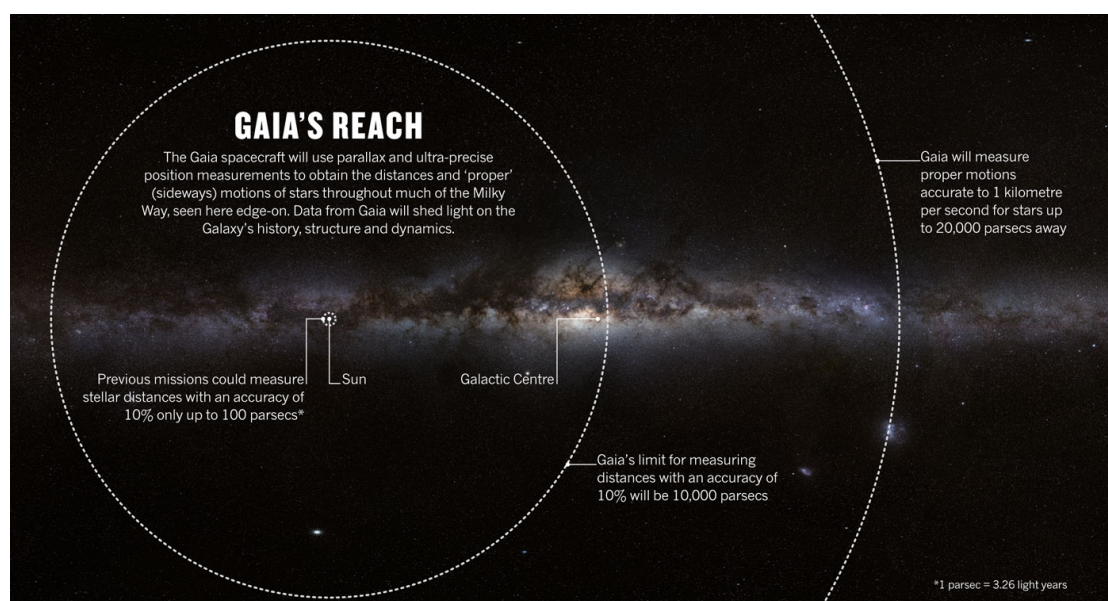


图 4.1 Gaia 的观测范围。(图片作者: S. BRUNIER/ESO; 来源: ESA)

我们在图4.1中展示了 Gaia 观测的范围。Gaia 任务极大地扩展了 20 世纪 90 年代初 Hipparcos 任务中天体测量的范围和精度。在第二次 Gaia 数据发布 (DR2) 中, Gaia 数据包含了 10 kpc 内超过 13 亿个天体的视差, 大约覆盖了银河系恒星总数的 1%。与 Hipparcos 测量的 200pc 内 250 万个天体的视差相比, 这个星表极大扩展了我们对银河系的认识。

第一次 Gaia 数据发布 (DR1) 发生在 2016 年 9 月 14 日, 包含了前 14 个月的运行信息 (Collaboration 等, 2016)。DR1 发布了约 10 亿个点源的位置和 G 波段光度测量。此外, Tycho-Gaia 天体测量方案 (TGAS) 通过联合 DR1 和 Hipparcos/Tycho-2 星表, 提供了约 200 万颗亮星的视差和平均自行运动。尽管这只是开始, DR1 被天文学界广泛使用, 并为疏散星团研究展示了令人鼓舞的前景, 例如, Collaboration 等 (2017) 对附近星团进行天体测量, Randich 等 (2017) 结合 TGAS 和 Gaia-ESO 数据来改善星团年龄估计和恒星演化模型。

表 4.1 Gaia 历次数据发布包含的内容

	Gaia EDR3	Gaia DR2	Gaia DR1
天体总数	1,811,709,771	1,692,919,135	1,142,679,769
5 参数天体	585,416,709		
6 参数天体	882,328,109	1,331,909,727	2,057,050
2 参数天体	343,964,953	361,009,408	1,140,622,719
G 波段测光	1,806,254,432	1,692,919,135	1,142,679,769
G_{BP} 波段测光	1,542,033,472	1,381,964,755	—
G_{RP} 波段测光	1,554,997,939	1,383,551,713	—
视向速度观测	待 DR3 发布	7,224,631	—
变源	待 DR3 发布	550,737	3,194

5 参数解算指：两维天球坐标位置 (ra, dec)、视差、自行 (pmra, pmdec)。6 参数解算比 5 参数解算多一个视向速度的参数。2 参数解算指仅有两位坐标位置。

2018 年 4 月 25 日发布的 Gaia DR2(Collaboration 等, 2018b) 包含了约 13 亿个天体的位置、视差和自行，以及 G (330–1050 纳米)、 G_{BP} (330–680 纳米) 和 G_{RP} (630–1050 纳米) 波段的星等测量和约 700 万个天体的视向速度 (Sartoretti 等, 2018)。这个星表给银河系研究带来了一场革命 (比如颜色星等图相关的研究, 见Collaboration 等(2018a)), 使对星团的星族和成员星的更详细分析成为可能, 包括发现和认证新的星团, 如Cantat-Gaudin 等 (2018a); Liu 等 (2019); Castro-Ginard 等 (2019)。

Gaia 的第三次数据发布分为两部分。早期数据 (EDR3) 于 2020 年 12 月 3 日发布, 包括更精确的位置、视差、自行和星等测量 (Gaia Collaboration 等, 2020)。而完整数据 (DR3) 预计于 2022 年 6 月 13 日正式发布, 还将包括视向速度、变源和更多的天体物理参数 (详见 <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/release>)。Gaia 各个阶段数据发布的源的数目比较见表 4.1。我们在下面列出 EDR3 的测量精度作为参考。

天体测量

- $G < 15$ 时的天体座标不确定性为 0.01 – 0.02 mas, $G = 17$ 时为 0.05 mas, $G = 20$ 时为 0.4 mas, $G = 21$ 时为 1.0 mas。
- $G < 15$ 时的视差不确定性为 0.02–0.03 mas, $G = 17$ 时为 0.07 mas, $G = 20$ 时为 0.5 mas, $G = 21$ 时为 1.3 mas。从河外源推导出的视差零点约为 $-17 \mu\text{as}$ 。
- $G < 15$ 时自行不确定度为 0.02 – 0.03 mas/yr, $G = 17$ 时为 0.07 mas/yr,

$G = 20$ 时为 0.5 mas/yr, $G = 21$ mag 时为 1.4 mas/yr。

测光数据

- G 波段光度不确定度在 $G < 13$ 时约为 0.3 mmag, 在 $G = 17$ 时为 1 mmag, 在 $G = 20$ 时为 6 mmag。

- 对于 $G < 13$, G_{BP} 波段的光度不确定度约为 0.9 mmag, 在 $G = 17$ 时为 12 mmag, 在 $G = 20$ mag 时为 108 mmag。

- 对于 $G < 13$, G_{RP} 波段光度不确定度约为 0.6 mmag, 在 $G = 17$ 时为 6 mmag, 在 $G = 20$ mag 时为 52 mmag。

视向速度

Gaia EDR3 包含大约 721 万颗恒星的视向速度（取自 Gaia DR2）。这些星的 G 波段星等范围约为 4 到 13, 有效温度 (T_{eff}) 范围约为 3550 到 6900 K。径向速度的精度在亮端约为 0.2 到 0.3 kms^{-1} ; 而在暗端, 对 $T_{\text{eff}} = 4750$ K 的星, 速度精度约 1.2 kms^{-1} , $T_{\text{eff}} = 6500$ K 的星, 速度精度约 3.5 kms^{-1} 。新的视向速度数据待 DR3 正式发布。

本文中用到的是 Gaia EDR3 的测光数据, 在 $G_{BP} - G_{RP}$ 和 G 的颜色星等图上构建混合模型来测量疏散星团的基本参数, 包括年龄、金属丰度、距离、消光以及星团的恒星质量函数、双星比例和双星质比分布。

第 5 章 MiMO: 疏散星团在颜色星等图上的混合模型

混合模型是一种重要的统计建模方法,用来表示由多个子分布组成的混合分布的概率模型。混合模型方法在天文学中已被广泛采用(见综述 Kuhn 等 2017)。例如,在星团研究中,混合模型可以用来估计运动学数据空间中的成员概率,(Zhao 等, 1990)。在本文中,混合模型被应用于星团中的恒星在颜色星等图上的分布。

观测到的星团天区的恒星,包含了成员星和场星。而星团中的成员星又包括了单星和测光上不可分辨的双星。

在本章中我们将详细描述混合模型的构建,包括参数化的团星模型和非参数化的场星模型,并用模拟样本(mock sample)来测试我们方法的准确性和精度。

5.1 团星模型

在第一章中我们详细描述了星团中的恒星在颜色星等图上的位置。它们几乎在同一时间从同一团分子云中诞生,具有相同的年龄、距离、化学成分和消光。因此成员星中的单星在颜色星等图上分布在一条等龄线上。它们在等龄线上的位置由它们的质量决定。测光上不可分辨的双星(以下简称双星)则位于双星序上,它们的位置则由主星的质量和伴星的质量(或双星的质量比 q) 决定(见公式2.1)。当主星和伴星的质量相等,即双星质量比为 1 的时候,双星比主星单星亮约 0.75 星等。

星团的恒星质量函数决定了成员星在颜色星等图上沿着等龄线的数密度分布。双星比例决定了单星和双星的数密度之比。如果我们将同一个质比双星所在的序列称为一条双星序(见图2.1),并且假设给定的主星质量函数,那么双星的质比分布则决定了处在不同双星序上恒星数密度之比。所以,基于给定的等龄线模型、恒星质量函数、双星比例以及双星的质比分布,我们就能构建出在颜色星等图上的团星数密度分布模型。

5.1.1 单星模型

我们用 $\phi_{cl}(m, c | \Theta_{cl})$ 来表示成员星在视星等 (m) 和颜色 (c) 空间中的概率密度分布, 其中 Θ_{cl} 是团星参数的集合, 包括等龄线、质量函数和双星的参数 (见表5.1)。

年龄和金属丰度决定了等龄线的位置。我们根据距离模数 DM 和尘埃消光值 A_V , 将等龄线模型的绝对星等和内禀颜色转换为视星等和红化的颜色 (m, c)。值得强调的是, MiMO 作为一种通用的方法, 可以自然地适用于任何其他恒星演化模型、测光波段或消光模型。

表 5.1 MiMO 中拟合参数的描述以及其各自的拟合范围

	Range	Description
<i>Isochrone parameters</i>		
logAge	[6.2, 10.1]	\log_{10} cluster age (year)
DM	[3, 15]*	distance modulus (mag)
A_V	[0, 3]*	dust extinction at the V band (mag)
[Fe/H]	[-2.1, 0.5]	\log_{10} iron-to-hydrogen ratio relative to the Sun (dex)
<i>Mass function parameter</i>		
α_{MF}	[-4, 2]	power-law index of Salpeter's MF
<i>Binary parameters</i>		
f_b	[0, 1]	fraction of binaries with $q > 0.2$ among the member stars
γ_q	[-2, 2]	power-law index of the binary mass ratio distribution
<i>Field parameter</i>		
f_{fs}	[0, 1]	fraction of field stars in the sample

* 距离模数的范围对应到距离是 40pc 到 10kpc。上述距离模数和消光的范围是专门为本工作中使用的疏散星团所选择的。必要时可以使用更大的拟合范围。

我们首先用 $\rho_s(m, c)$ 来表示理论上单星在颜色星等图上的位置。对于一个给定 SSP (Θ_{SSP}), 星等 $m_s(\mathcal{M}|\Theta_{SSP})$ 和颜色 $c_s(\mathcal{M}|\Theta_{SSP})$ 是 \mathcal{M} 的函数。这里符号 Θ_{SSP} 来指代描述等龄线的参数, 如年龄、金属丰度、距离和消光。简单起见, 我们在下面的方程中省略 Θ_{SSP} 。等龄线上给定质量的单星在颜色星等图上的位置为

$$\rho_s(m, c|\mathcal{M}) = \delta[m - m_s(\mathcal{M}), c - c_s(\mathcal{M})]. \quad (5.1)$$

考虑到恒星质量函数 \mathcal{F}_{MF} , 疏散星团单星的数量密度为

$$\phi_s(m, c) = \int \rho_s(m, c | \mathcal{M}) \mathcal{F}_{\text{MF}}(\mathcal{M}) d\mathcal{M}. \quad (5.2)$$

5.1.2 双星模型

假设一个双星系统包含两颗质量为 \mathcal{M} 和 $q\mathcal{M}$ 的星。星等是 $m_b(\mathcal{M}, q)$ 和颜色 $c_b(\mathcal{M}, q)$ 。那么, 质量比为 q 的双星序的位置为

$$\rho_b(m, c | \mathcal{M}, q) = \delta[m - m_b(\mathcal{M}, q), c - c_b(\mathcal{M}, q)]. \quad (5.3)$$

考虑到质量函数 \mathcal{F}_{MF} , 以及质量比分布 $\mathcal{F}_q(q)$, 双星的模型数量密度为

$$\phi_b(m, c) = \int_q \int_{\mathcal{M}} \rho_b(m, c | \mathcal{M}, q) \mathcal{F}_{\text{MF}}(\mathcal{M}) \mathcal{F}_q(q) d\mathcal{M} dq. \quad (5.4)$$

将单星和双星结合起来, 团星的数密度可以写成,

$$\phi_{\text{cl}}(m, c) = (1 - f_b) \phi_s(m, c) + f_b \phi_b(m, c), \quad (5.5)$$

其中 \mathcal{F}_{MF} 是质量函数, $\mathcal{F}_q(q)$ 是双星质量比分布。在这里, f_b 为成员星中 $q > 0.2$ 的双星比例 (同表格5.1), 因为 q 较小的双星在颜色星等图中与单星几乎没有区别。

5.1.3 恒星质量函数和双星质比分布的函数形式

在本文中, 我们使用了 Salpeter 的单一幂律质量函数 (Salpeter, 1955)。

$$\mathcal{F}_{\text{MF}}(\mathcal{M}) = \frac{dN}{d\mathcal{M}} \propto \mathcal{M}^{-\alpha_{\text{MF}}}, \quad (5.6)$$

其中幂律指数 α_{MF} 是一个拟合参数。在观测中, 还有文章提出了其他形式的质量函数, 例如, 分段幂律函数 (Kroupa, 2002a) 或对数正态函数 (Chabrier, 2003)。无论如何, 单幂律函数的指数 α_{MF} 仍然可以反映真实质量函数的平均趋势。此外, 我们发现拟合等龄线参数对假定的质量函数形式并不敏感。

双星的质量比通常也被认为遵循幂律分布 (Kouwenhoven 等 2007, Reggiani

等 2013, Duchêne 等 2013),

$$F_q(q) = \frac{dN}{dq} \propto q^{\gamma_q}, \quad (5.7)$$

其中幂律指数 γ_q 是质量比分布的参数。

最后值得指出, 我们的方法可以根据需要使用任何其他形式的质量函数和质比分布。

5.2 场星模型

除了星团成员星之外, 一个星团天区还包含前景和背景场星, 这些场星有不同的年龄和距离。银河系中不同位置的星团的场星性质也会不同, 因而无法从理论上建模描述。不过假设星团区域的场星在颜色星等图中的分布与邻近天区的场星分布相同, 我们可以从邻近天区构建一个场星的经验模型 (empirical model)。同样, 我们也可以使用处在星团天区但其运动学特性与星团成员不同的场星。我们发现, 按天区或按运动学来选择场星, 通常区别不大。在这项工作中, 我们采用了第二种方法, 因为它的样本选择更简单。

对于每个疏散星团, 我们首先从星团的所在天区选择自行与团星不同的场星。然后通过核函数密度估计 (kernel density estimation) 的方法给出颜色星等图中场星的概率密度分布。

$$\phi_{fs}(m, c) = \frac{1}{N_{fs}} \sum_{i=1}^{N_{fs}} \mathcal{N}(m|m_i, \epsilon_m) \mathcal{N}(c|c_i, \epsilon_c), \quad (5.8)$$

其中 N_{fs} 是场星的样本数目, \mathcal{N} 是高斯平滑核, m_i 和 c_i 是指样本中第 i 颗星。 ϵ_m 和 ϵ_c 是每个维度上的平滑长度。考虑到使用统一的平滑长度可能会导致高密度区域过度平滑而其他区域平滑不足, 我们选择自适应的平滑长度 (参考 Li 等, 2019), 使颜色星等图中局部密度低的场星具有更大的平滑长度。

值得强调的是, 在只有测光数据的条件下, 我们可以选择星团邻近天空区域的恒星来构建场星模型 (例如, 在 3 到 $5r_{50}$ 之间的环状区域)。

5.3 团星和场星的混合模型

颜色星等图中的团星和场星的混合分布可以写成

$$\phi(m, c | \Theta) = (1 - f_{fs})\phi_{cl}(m, c | \Theta_{cl}) + f_{fs}\phi_{fs}(m, c), \quad (5.9)$$

其中 f_{fs} 是拟合样本中场星的比例, $\Theta = \{\Theta_{cl}, f_{fs}\}$ 。

5.3.1 似然函数

我们可以进一步在似然函数中将观测误差和样本选择考虑进来。考虑到星等和颜色的观测误差, σ_m 和 σ_c , 这颗星属于星团或场星 ($X = cl$ 或 fs) 的概率是模型和测量不确定性的卷积。

$$\psi_X(m, c | \sigma_m, \sigma_c) = C_X \int_{m', c'} \phi_X(m', c') \cdot \mathcal{N}(m | m', \sigma_m) \mathcal{N}(c | c', \sigma_c) dm' dc', \quad (5.10)$$

其中 C_X 是每个成分的归一化系数。值得注意的是, 每颗恒星因观测误差大小不同而遵循不同的概率分布。

如果观测数据有星等限制, 例如 $m_1 < m < m_2$, 那么 C_X 的取值应满足

$$\int_{m_1}^{m_2} \int_c \psi_X(m, c) dm dc = 1. \quad (5.11)$$

在本文中, 我们只考虑处在极限星等 $G = 18$ 和星团中最亮的恒星之间的范围。

在考虑观测误差的情况下, 总的概率密度为,

$$\psi(m, c | \Theta) = (1 - f_{fs})\psi_{cl}(m, c | \Theta_{cl}) + f_{fs}\psi_{fs}(m, c). \quad (5.12)$$

因此, 在给定模型下, 包含 N 颗恒星样本 $\{m_i, c_i\}_{i=1, \dots, N}$ 的模型概率是

$$\mathcal{L}(\{m_i, c_i\} | \Theta) = \prod_{i=1}^N \psi(m_i, c_i | \Theta), \quad (5.13)$$

这里 Θ 是表5.1中所有参数的集合。

5.3.2 贝叶斯推断

根据贝叶斯公式，我们可以推断出 Θ 的后验概率分布，

$$\mathcal{P}(\Theta | \{m_i, c_i\}) \propto \mathcal{L}(\{m_i, c_i\} | \Theta) \cdot \pi(\Theta), \quad (5.14)$$

其中 $\pi(\Theta)$ 是各参数的先验分布。各参数的拟合范围见表5.1。我们可以用均匀分布或以前的独立测量作为先验分布。在这项工作中，我们使用文献中的光谱测量值作为金属丰度的先验分布，对 γ_q 采用固定值，对其余参数采用均匀分布作为先验。

参数的后验概率分布可以通过采样的方法。本文采用了嵌套采样（Nested Sampling, Skilling 2004）算法的开源程序 `dynesty`。然后我们计算每个参数的边缘分布。本文以中位值和 [16%, 84%] 区间半宽来表示参数值及其统计误差。

最后请注意，我们在本工作中忽略了某些因素。比如恒星自转和尘埃消光的内禀弥散可以使得主序和拐点区域有更大的展宽。通常认为这些因素影响不大，不过一旦将来有了相应的模型，将这些效应纳入我们的统计框架是很简单的。

5.4 成员概率

找到最佳拟合参数值后，我们可以推导出拟合样本中每颗星的成员概率

$$p_{\text{memb}} = \frac{(1 - f_{\text{fs}})\psi_{\text{cl}}(m, c | \Theta_{\text{cl}})}{\psi(m, c | \Theta)}. \quad (5.15)$$

同样地，我们可以进一步推导出它是单星或双星的概率。

第6章 MiMO 的数值实现

如前章所述，混合模型的方法是明确的。但以令人满意的精度和合理的CPU/内存使用来实现它很不容易。似然函数以复杂的方式依赖各参数（除了 f_{fs} ），比如涉及到质量函数、双星质比分布和观测误差的多重积分。解决方案的关键在于：使用预先计算的模型库（内存占用）和即时计算（CPU 时间需求）之间找到一个平衡。

我们计划在不久的将来公开我们的代码。

6.1 等龄线模型库

首先，我们在 $(\log\text{Age}, [\text{Fe}/\text{H}], A_V)$ 三维参数网络上构建一个等龄线模型库。网络的每个维度都需要覆盖表5.1中所列的参数范围。 $\log\text{Age}$ 和 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的网格间距为0.05 dex，而 A_V 采用和YBC消光模型(Chen等, 2019)相同的网格 $[0, 0.5, 1, 2, 5, 10]$ 。由于YBC模型的限制，在此使用更密集的 A_V 网格并不会提升精度。我们使用Python脚本¹。从PARSEC恒星模型网站（集成了YBC消光模型和Gaia EDR3测光系统）下载各个参数集对应的等龄线。每一条等龄线的原始数据包含一组恒星质量 \mathcal{M} 所对应的 G 、 G_{BP} 和 G_{RP} 三个波段的绝对星等（因此也包括 $G_{\text{BP}} - G_{\text{RP}}$ ）。下面我们用 (M, c) 表示绝对星等和颜色 $(G, G_{\text{BP}} - G_{\text{RP}})$ 。

等龄线的原始数据对于离散积分来说不够密集。对 $A_V = 0$ 的等龄线，我们将 (M, c) 分别作为质量 \mathcal{M} 的函数作线性内插，以获得更密集的数据点使得任何相邻两点的 M 或 c 间隔小于0.005 mag（约为主序展宽的一半）。对于相邻两点组成的区间，我们记录其质量范围 $[\mathcal{M}_i^-, \mathcal{M}_i^+]$ ，中点质量 \mathcal{M}_i ，以及 \mathcal{M}_i 处的绝对星等和颜色 (M_i, c_i) 。给定 $\log\text{Age}$ 和 $[\text{Fe}/\text{H}]$ ，对于 $A_V > 0$ 的等龄线，我们使用和 $A_V = 0$ 时相同的质量点进行插值。这样我们把每条（单星）等龄线变成了一组（ $N \sim 5000$ ）模型点。

我们类似方法来实现双星模型的离散化。对于模型库中的每条等龄线，我们生成八条双星序模型，其双星质比为 $q = [0.25, 0.35, \dots, 0.95]$ 。请注意，每个序列实际上代表一个 q 区间，例如， $q = 0.25$ 代表 $[q^-, q^+] = [0.2, 0.3]$ 。按照与单

¹由李昭洲编写，首先用于Li等(2020)，并提供开源程序供下载https://github.com/syrte/query_isochrone

星相同的网格细化方法，我们把每条双星序列也变成一组模型点。双星模型点的 (M_i, c_i) 由质量为 \mathcal{M}_i 和 $q\mathcal{M}_i$ 的两颗星合成得到。

综上所述，模型参数网格上的每条等龄线都被转换为一组离散但是密集模型点和相应区间 $\{M_i, c_i, \mathcal{M}_i^-, \mathcal{M}_i^+, [q_i^-, q_i^+]\}_{i=1, \dots, N}$ 。这里 $N_{\text{model}} \sim 5000 \times 9$ ，包括一条单星序 ($q = 0$) 和八条双星序 ($q \in [0.2, 1]$)。这些数据存储在硬盘中，供计算时调用。考虑到观测误差导致的额外平滑，上述离散化是在精度和计算效率之间的美好平衡。

6.2 团星的似然函数

给定单星族的参数 (Θ_{cl}) : $\log \text{Age}$ 、 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 、 A_V 、距离模数 (DM)、质量函数 (\mathcal{F}_{MF})、双星比例 (f_b) 和双星质比函数 (\mathcal{F}_q)，我们计算拟合样本中每颗星是成员星的概率。我们先找出模型库中具有相邻 $(\log \text{Age}, [\text{Fe}/\text{H}])$ 值的四个节点，分别按一下子两种情况计算目标恒星在这四个模型下的概率；然后用双线性插值计算给定模型下的概率。这样不用直接对等龄线进行插值，避免了很多复杂问题。

第一种情况: $\log \text{Age}$ 、 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 和 A_V 都在模型库格点上。在6.1节的基础上。我们将连续模型分布 $\phi_{\text{cl}}(m, c)$ (式5.5) 用一组加权的离散模型点 $\{m_i = M_i + \text{DM}, c_i\}$ 表示。对于单星模型点，其权重为

$$w_i = (1 - f_b) \int_{\mathcal{M}_i^-}^{\mathcal{M}_i^+} \mathcal{F}_{\text{MF}}(\mathcal{M}) d\mathcal{M}. \quad (6.1)$$

对双星模型点，其权重为

$$w_i = f_b \int_{\mathcal{M}_i^-}^{\mathcal{M}_i^+} \mathcal{F}_{\text{MF}}(\mathcal{M}) d\mathcal{M} \times \int_{q_i^-}^{q_i^+} \mathcal{F}_q(q) dq. \quad (6.2)$$

在观测误差为 (σ_m, σ_c) 的条件下，一颗恒星 $(m_{\text{ob}}, c_{\text{ob}})$ 是成员星的概率 (式5.10) 为，

$$\psi_{\text{cl}}(m_{\text{ob}}, c_{\text{ob}}) = C \sum_i w_i \mathcal{N}(m_{\text{ob}} | M_i + \text{DM}, \sigma_m) \mathcal{N}(c_{\text{ob}} | c_i, \sigma_c), \quad (6.3)$$

其中归一化因子 C 由观测星等范围 $[m_1, m_2]$ 决定：

$$C = \sum_i w_i \int_{m_1}^{m_2} \mathcal{N}(m | M_i + DM, \sigma_m) dm. \quad (6.4)$$

第二种情况：只有 $\log \text{Age}$ 和 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 在模型库格点上。我们先找出模型库中具有相邻 A_V 值的两个节点，按 A_V 来对模型点 (m_i, c_i) 进行线性插值，其余步骤与第一种情况相同。

6.3 场星的似然函数

我们使用邻域场星样本 $\{m_j, c_j\}_{j=1, \dots, N_{fs}}$ 在颜色星等图中建立场星分布模型。结合核密度估计方法和公式 (5.8) 和 (5.10)，观察到一颗 (m_{ob}, c_{ob}) 的场星的概率为

$$\psi_{fs}(m_{ob}, c_{ob}) = \frac{C}{N_{fs}} \sum_{j=1}^{N_{fs}} \mathcal{N}(m_{ob} | m_j, \epsilon_{m,j}) \mathcal{N}(c_{ob} | c_j, \epsilon_{c,j}), \quad (6.5)$$

其中，归一化因子 C 的计算与公式 (6.4) 类似，平滑尺度 $\epsilon_{m,j}$ 和 $\epsilon_{c,j}$ 按以下方法确定（参考 Li 等 2019）。对于场星样本中的每颗恒星（标记为 j ），我们计算它在颜色星等图中到第 k 个最近点的距离 ϵ_j ($k = \sqrt{N_{fs}}$)。然后我们采用 $\epsilon_{m,j} = (s\epsilon_j^2 + \sigma_{m,j}^2)^{1/2}$ 和类似的 $\epsilon_{c,j}$ ，其中 $s = 1$ 是控制平滑度的因子， $\sigma_{m,j}$ 是这颗星的观测误差（因为拟合样本和场星样本服从相同的观测误差分布）。这样，处在颜色星等图上低密度区域或者拥有较大观测误差的场星会分配更大的平滑尺度。根据我们的经验，拟合结果对平滑尺度并不敏感。测试表明，将平滑尺度放大或缩小 2 倍，对星团参数估计的影响可以忽略不计。

6.4 混合模型的后验概率

给定星团参数 Θ_{cl} 和场星比例 f_{fs} ，成员星和场星的混合分布为

$$\psi(m_{ob}, c_{ob} | \Theta) = (1 - f_{fs}) \psi_{cl}(m_{ob}, c_{ob} | \Theta_{cl}) + f_{fs} \psi_{fs}(m_{ob}, c_{ob}), \quad (6.6)$$

其中 $\Theta = \{\Theta_{cl}, f_{fs}\}$ 。

根据贝叶斯公式，给定拟合样本 $D = \{m_{ob,i}, c_{ob,i}\}_{i=1, \dots, N}$ ，参数 Θ 的后验概

率分布为,

$$\mathcal{P}(\Theta | \{m_{\text{ob},i}, c_{\text{ob},i}\}) \propto \pi(\Theta) \cdot \prod_{i=1}^N \psi(m_{\text{ob},i}, c_{\text{ob},i} | \Theta), \quad (6.7)$$

其中 $\pi(\Theta)$ 是各参数的先验分布。我们可以用均匀分布或以前的独立测量作为先验分布。

6.5 参数拟合

我们采用公共软件包 `dynesty` (Speagle, 2020) 实现的嵌套采样方法 (Skilling 2004, 2006) 来获得参数的后验概率分布。供读者参考, 我们使用了 1000 个活跃点 (live points), 多边界椭球算法 (multiple bounding ellipsoids), 随机游走采样, 并在 $d \log z = 0.1$ 时停止迭代 (参见 `dynesty` 的文档²)。使用单 CPU 核心, 一个含 1500 颗恒星拟合样本的典型星团需要 ~20 GB 的内存 (主要被模型库占用) 和 5 小时 CPU 时间。考虑到模型库加载到内存后, 可以并行地用于拟合多个星团, 所以内存的使用量不一定随星团数量线性增长。

²<https://dynesty.readthedocs.io/en/stable/>

第 7 章 模拟测试

在应用于真实的观测数据之前，我们用模拟星团来测试混合模型方法估计星团参数的准确性和精度。

7.1 生成模拟星团

生成模拟星团的过程类似于Perren 等 (2015) 中所述，并在图 7.1中进行了示意。

我们先按照给定质量函数 (Equation (5.6)) 为每颗星随机分配质量 \mathcal{M} 。假设其中包含比例为 f_b 的双星，我们对每颗双星按质量比分布 $\mathcal{F}_q(q|\gamma_q)$ 中随机分配 q ，则主星和次星质量分别为 \mathcal{M} 和 $q\mathcal{M}$ 。随后，我们根据给定的年龄、金属丰度、距离、消光，得到理论上的等龄线 (本文中使用的是 PARSEC 模型和 Gaia EDR3 测光系统)，按每颗星的质量插值得到其视星等和颜色。双星的星等和颜色从它的两颗子星计算得到 (式 2.1)。

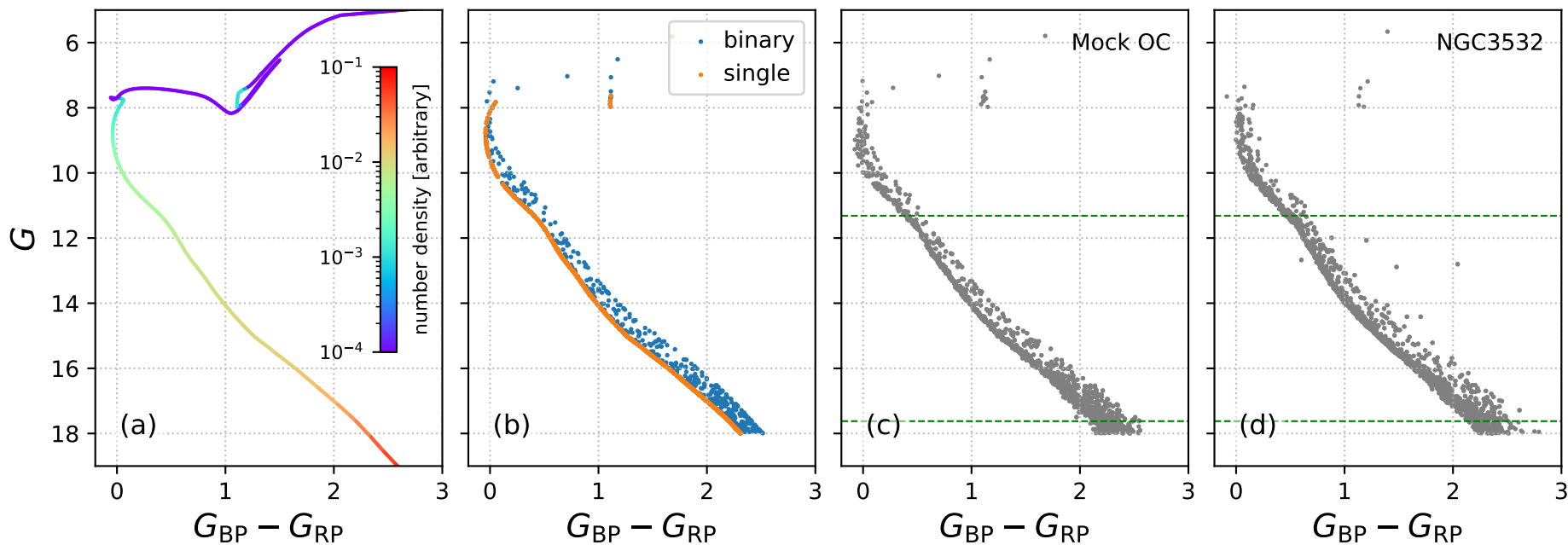


图 7.1 生成一个模拟星团的示意图。(a) 与 NGC3532 相同参数的单星序在颜色星等图中的理论数密度。此处等龄线模型来自 PARSEC，质量函数指数 $\alpha_{MF} = -2.35$ ；(b) 模拟星团成员在颜色星等图中的分布，其双星性质参数为 $f_b = 0.27$ ， $\gamma_q = 0.0$ ；(c) 加入测量误差 σ_m 和 σ_c 与观测星等限后的模拟星团；(d) Gaia DR2 观测到的疏散星团 NGC3532 成员的颜色星等图。在 (c) 和 (d) 中，两条虚线围分别代表质量为 $M = 0.5$ 和 $1.5M_\odot$ 的单星对应的星等。

为了模拟真实的观测，我们按照 Gaia 的观测能力给各测光波段加入了随星等变化的观测误差。此外，我们还添加了 0.01 等的额外展宽，因为真实观测中疏散星团主序的实际展宽明显大于 Gaia 的观测误差，详细讨论见第10章。

然后我们在模拟星团中加入场星成分。用理论模型生成模拟场星分布是很困难的，因为场星包含复杂的星族以及复杂的距离分布。考虑可操作性，我们从 Gaia EDR3 的数据中在反银心方向的天区中随机选择了 $G < 18\text{mag}$ 的 50,000 颗恒星作为场星数据库。

我们在生成了 1000 个模拟星团的颜色星等图，其星等限制为 $G < 18\text{mag}$ 。对于每个星团，其参数都是从表5.1中列出的参数范围中随机选择的，以涵盖广泛的情况来测试我们方法的普遍适用性。恒星样本总的数目 N_{tot} 从 500 到 2000 中随机选择。其中 $N_{\text{cl}} = (1 - f_{\text{fs}})N_{\text{tot}}$ 颗为成员星，由上述星团模型产生；剩下 $N_{\text{fs}} = f_{\text{fs}}N_{\text{tot}}$ 颗为场星，从场星数据库中随机选择。

7.2 单个模拟星团的拟合结果

我们使用 MiMO 来估计模拟星团的性质。各参数的先验概率分布设置为均匀分布。对于每个模拟星团，我们从场星数据库中随机选择 5000 颗星来构建场星模型。

首先，我们来看一个模拟星团的结果。这个模拟星团由 1000 颗恒星组成的，它的场星比例 $f_{\text{fs}} = 0.4$ （即 600 颗成员星和 400 颗场星）。其他各参数的真值均和一个典型的疏散星团一致。这个模拟星团的颜色星等图显示在图7.2的右上角。与观测中的真实疏散星团类似（参见图8.2），我们可以清楚地看到主序、双星序和场星污染。

参数的后验分布显示在图7.2的左下子图。混合模型估计的参数拟合值都与真值符合得很好。尤其是对于描述等龄线的参数（ $\log\text{Age}$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, DM , A_V ）来说，拟合误差也较小。如右上子图所示，尽管输入样本中的场星污染高达 40%，最佳拟合的等龄线仍然能完全匹配数据和真实的等龄线。

从图7.2中参数的概率分布中可以看出，两个双星参数 f_b 和 γ_q 之间存在反相关。双星比例越高，质比分布的指数越小。这种简并是由于观测误差的存在，很难区分低质比的双星和单星。还值得注意的是，双星参数在很大程度上独立于其他参数（等龄线、质量函数和场星比例），因此，在必要时我们可以将它们分

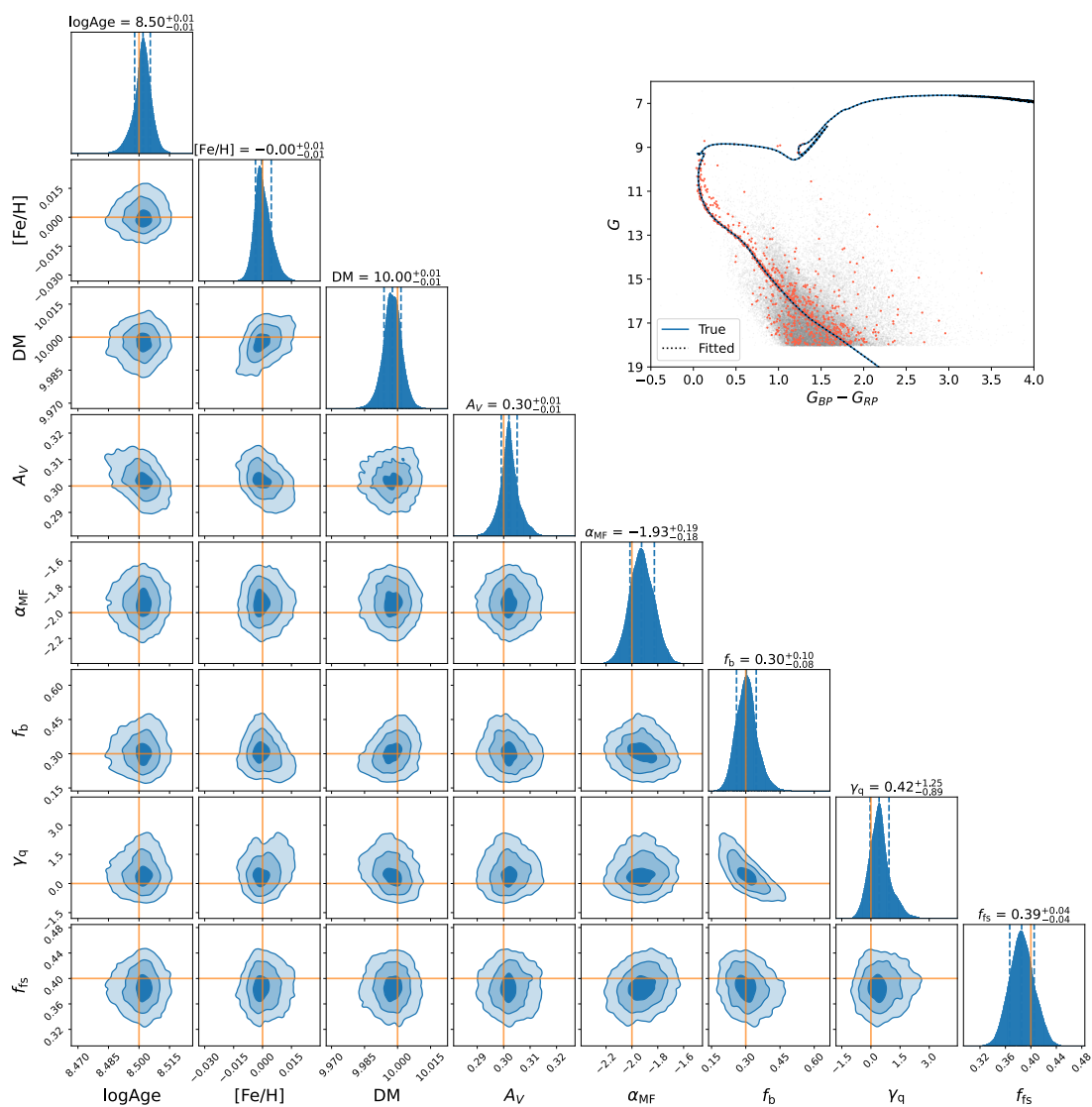


图 7.2 左: 某模拟星团基于嵌套抽样方法得到的参数后验概率密度分布。蓝色等高线对应于 1σ 、 2σ 和 3σ (39.3%、86.5% 和 98.9%) 的置信度, 而橙线表示各个参数的真值。直方图显示每个参数估计值的边际化概率分布。蓝色虚线表示 15.9%、50.0% 和 84.1% 的百分位数 (也见每个直方图上面的数字)。右上: 这个模拟星团的颜色星等图。红点为包括成员星和场星在内的拟合样本, 灰点为用于建立场星模型的场星样本。蓝色实线和黑色虚线分别代表真实的和拟合的等龄线。

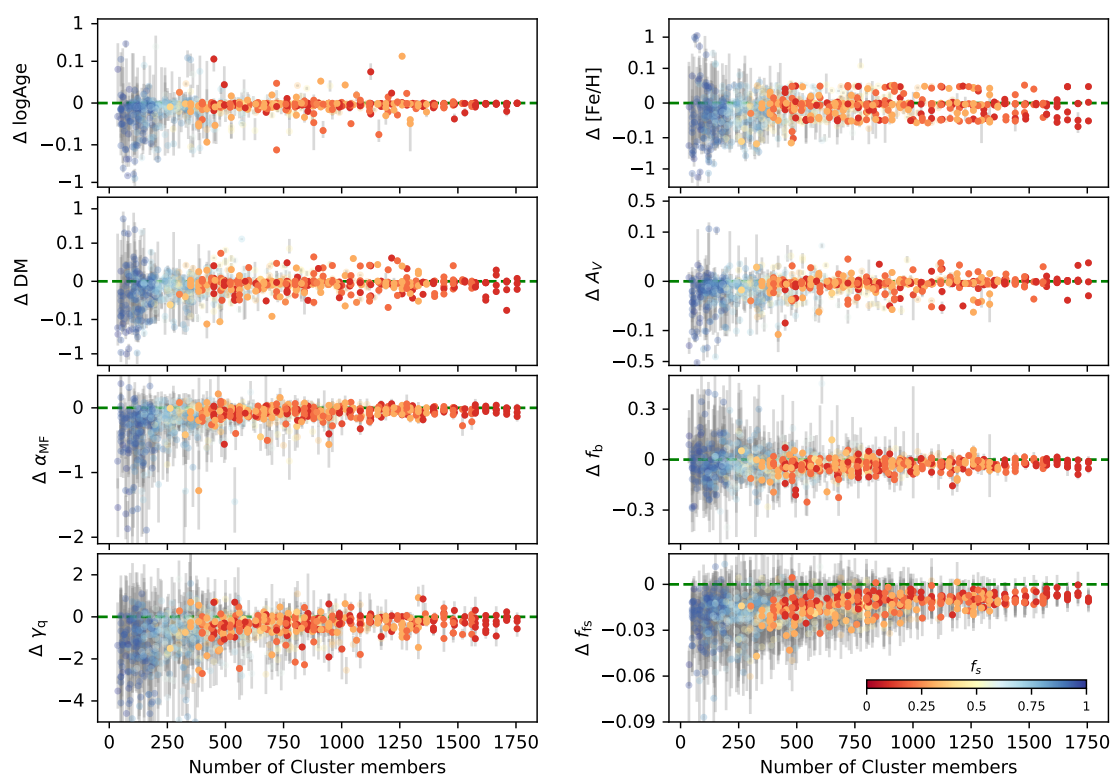


图 7.3 各参数最佳拟合值相对真实值的残差与成员星数目的关系。每个点代表一个模拟星团，其 f_s 由颜色标记出。为了更好地展示细节，我们对上面四个子图的 y 轴 ($\log\text{Age}$ 、 DM 、 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 和 A_V) 以“对称对数 (symmetrical log)”的方式显示。即在 $[-0.1, 0.1]$ 内使用线性标度，在其他范围使用对数标度。

开拟合。在后面的章节中将看到，我们在固定所有其他参数的情况下可以单独改进双星参数估计。

从图中我们还可以看到消光与金属丰度、消光与年龄之间的反相关关系，以及距离与金属丰度之间的正相关关系。这是由每个参数影响等龄线的形状和位置的方式所决定的。当统计不确定性较大时，如观测误差较大或样本量较小，这些相关性会更加突出。

参数简并在某些情况下会带来特别的麻烦。在实践中，恒星模型的不完美和主序的额外展宽（例如由于不均匀的内部消光和恒星自转）可能会使某些参数的估计出现偏差。这样的偏差会通过简并影响其余的参数。不过好在引入独立测量的先验信息，可以极大改善这个问题。可以严格处理先验概率是贝叶斯方法的一个独特优势。

7.3 1000 个模拟星团拟合结果的统计

然后将混合模型方法应用于所有 1000 个模拟星团。图7.3显示了各参数的拟合值和真实值的差异。除场星比例有 $\sim 1\%$ 的微小偏差外，其他的参数估计总体上是无偏的。和预期一致，成员星数目 N_{cl} 较大或场星染 f_{fs} 较低的星团有更小的测量误差。当 N_{cl} 较大时， $[Fe/H]$ 的残差在 $\pm 0.05dex$ 处显示出离散特征，这可能是因为我们的模型的数值实现使用了离散网格。我们发现，参数的拟合精度几乎与等龄线和 MF 参数无关。当场星污染被控制在一个合理的水平 ($< 50\%$) 时，误差对 f_{fs} 也不敏感。

在表7.1中。我们列出了 $f_{fs} < 50\%$ 的模拟星团每个参数的平均统计误差 $(\sum_i \sigma_i^2/n)^{1/2}$ 与实际平均偏差 $(\sum_i (X_{fit,i} - X_{true,i})^2/n)^{1/2}$ ，这是 MiMO 处理 Gaia EDR3 的高精度测光数据时的能达到的典型精度（如果忽略由于等龄线和观测之间的不匹配而产生的系统差）。对于不同星数的星团，精度大致按 $\sqrt{800/N_{memb}}$ 的比例变化。理想情况下，表7.1中的两个不确定性应该是相等的。质量函数与双星参数确实符合这一预期。但统计误差低估了等龄线参数的真实偏差，这可能是由于基于网格化的模型数值实现决定了参数的实际精度的下限。

因此，由模拟测试可以看出， $\log Age$ 的精度为 0.02 dex， A_V 的精度为 0.02 mag，位于 2 kpc 内的星团测光距离的精度为 $< 0.01kpc$ 。作为比较，Asteca 使用 SDSS 数据得到的 $\log Age$ 精度为 0.16–0.36 dex， A_V 精度为 0.2mag，距离精度

表 7.1 MiMO 的典型内部精度

参数	统计误差	实际误差
$\log\text{Age}$	0.01	0.018 [dex]
$[\text{Fe}/\text{H}]$	0.018	0.031 [dex]
DM	0.012	0.022 [mag]
A_V	0.0091	0.016 [mag]
α_{MF}	0.1	0.098
f_b	0.056	0.051
γ_q	0.51	0.52
f_{fs}	0.014	0.0065

为 0.2–1kpc; Dias 等 (2021a) 的方法使用的是 Gaia DR2 的数据。他们的方法对 $\log\text{Age}$ 的拟合精度为 0.1dex, A_V 精度为 0.1mag, 典型疏散星团测光距离的精度为 0.1kpc。因此, 由于我们先进的统计方法和 Gaia EDR3 的高精度测光数据, 疏散星团参数估计的统计误差已经减小了近十倍。最后, 值得强调的是, 上述精度是指方法的统计误差, 即内部精度。当应用于观测时, 恒星模型的不完善和未考虑的观测效应 (例如, 星团内部不均匀的消光) 不可避免地将引入了额外的系统误差, 这些误差可能比统计误差大得多。

第 8 章 疏散星团参数表

在这一节中，我们应用 MiMO 来推断实际观测到的疏散星团的参数。

8.1 样本选择

8.1.1 拟合样本的选择

对于每个星团，我们从 Gaia EDR3 (Gaia Collaboration 等, 2020) 中挑选拟合样本。不同于传统的依靠严格挑选“纯”成员星样本的方法，MiMO 作为混合模型的方法可以自然地处理样本中的场星污染。因此，它允许我们以适量场星污染为代价而使用包含更完整成员星的样本。正如后面的章节中所示，拟合样本中成员星的高完备性对于估计准确年龄和质量函数至关重要。

我们先选择距离星团中心 $r_{\max} = 3 r_{50}$ 天区范围内亮度大于 $G = 18$ 等的恒星，其中 r_{50} 是包含一半成员的半径 (Cantat-Gaudin 等, 2020c)。这样的天区保证了星团成员样本的高完备度。¹

我们进一步根据视差去除 $\varpi' < \varpi_{\text{cl}} - 6\sigma_{\varpi, \text{cl}}$ 明显的背景星，其中 ϖ_{cl} 和 $\sigma_{\varpi, \text{cl}}$ 代表星团成员视差的平均值和标准差 (Cantat-Gaudin 等, 2020c)。

最后，我们在自行空间中选择出星团的拟合样本。我们选择 $\Delta\mu < 6\sigma_{\mu, \text{cl}}$ 的星作为拟合样本，其中 $\Delta\mu = \sqrt{(\Delta\mu_{\alpha}^*)^2 + (\Delta\mu_{\delta})^2}$ 是与星团平均自行的差值， $\sigma_{\mu, \text{cl}} = \sqrt{\sigma_{\mu_{\alpha}^*}^2 + \sigma_{\mu_{\delta}}^2}$ 是星团在自行上的弥散。

方便起见，上述样本选择总结如下，

- $G < 18 \text{ mag.}$,
- $r < 3 r_{50}$,
- $\varpi > \varpi_{\text{cl}} - 6\sigma_{\varpi, \text{cl}}$,
- $\Delta\mu < 6\sigma_{\mu, \text{cl}}$;

其中 r 是各恒星离星团中心的距离， ϖ 是其视差。值得指出，上述拟合样本的选择标准是非常宽松的。我们的模拟测试表明，在场星比例小于 50% 时，混合模型都可以很好地估计星团参数的。所以上述样本选择的主要目的是尽可能

¹对于典型的疏散星团 ($r_t/r_c \simeq 2$)，这个半径预计可以包含 99% 的成员星，对于一个极其松散的星团 ($r_t/r_c \simeq 20$) 来说，可以包含 90% 的成员星。以上假定 King (1962) 轮廓，聚集度参数 r_t/r_c 为潮汐半径和核心半径之比。

包含更多的成员星，而只需场星污染稍加控制。这里给出的是符合大部分星团的基本选择条件，对于个别的星团，选择标准需要调整。比如对于远的或者靠近银盘的星团，它们在自行上和场星的密度中心比较接近，这时用更小的自行选择半径可以有效减小场星污染。我们在给出星团参数表时，同时列出了各星团样本选择的条件。

此外，考虑到观测上疏散星团主序的弥散明显比 Gaia 观测误差更大，在拟合的时候，我们给拟合样本中的每颗恒星增加了 0.01 星等的观测误差，以反映这个额外的弥散。

8.1.2 构建场星模型的场星样本选择

假设同一天区中场星在颜色星等图上的分布与运动学的选择无关，我们就能使用那些在天区、视差和星等区间和拟合样本相同，但是在自行空间中和成员星有差异的恒星作为场星样本来构建场星模型。我们选择 $\Delta\mu > 8\sigma_{\mu,cl}$ 的恒星为场星模型样本。对于各星团，我们按照第8.1节中的步骤在颜色星等图中基于这个场星样本构建一个非参数场星模型。

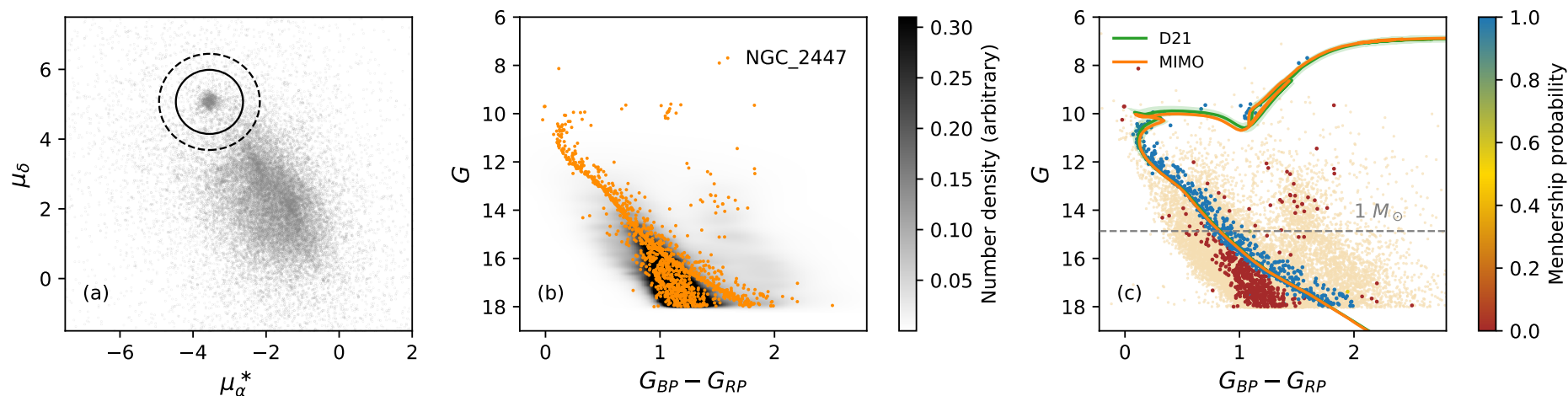


图 8.1 NGC 2447 的样本选择和拟合结果。(a) 距离星团中心 $3r_{50}$ 以内恒星的自行分布。 $\Delta\mu < 4\sigma_{\mu,cl}$ (实心圆) 的恒星作为拟合样本。 $\Delta\mu > 6\sigma_{\mu,cl}$ (虚线圈) 的恒星被用来建立场模型。其中 $\Delta\mu$ 是与 NGC 2447 的平均自行的距离, $\sigma_{\mu,cl}$ 是星团自行的弥散。(见第章)。(b) 星团的拟合样本在颜色星等图上的分布。拟合样本中的恒星显示为橙色的点, 而场模型显示为底层的灰色阴影。(c) NGC 2447 的最佳拟合结果。拟合样本的颜色是由 MiMO 估计的测光成员概率决定的。高概率成员星 (蓝色) 与我们的最佳拟合等龄线及其不确定性带 (带阴影的橙色曲线) 匹配得很好; 而低概率成员星, 更有可能是场星 (红色), 它们与场星样本 (底层的淡黄色点) 分布相同。带阴影的绿色曲线显示了由 D21 拟合的等龄线及其不确定性带。

以 NGC 2447 为例，我们在图8.1中展示了样本的选择过程。图中 (a) 显示了距离星团中心 $r_{\max} = 3 r_{50}$ 范围内恒星的自行。选择 $\Delta\mu < 6\sigma_{\mu,\text{cl}}$ 的恒星（实心圆）作为拟合样本， $\Delta\mu > 8\sigma_{\mu,\text{cl}}$ 的恒星（虚线圆）被用来建立场模型。它们在颜色星等图中的分布见 (b)。拟合样本中包含了大量偏离主序的场星，特别是在左下方（即星等较暗和颜色较蓝色）的区域，这些场星可以很好地被场模型描述（底层灰色阴影）。

8.2 先验概率的选择

采取合理的先验概率可以打破参数之间的简并。在此，我们将双星质量比分布的幂律指数固定为典型值 $\gamma_q = 0$ （例如，Li20和其中的参考文献）考虑到光谱测量得到的 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 比测光拟合的 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 更可靠，当一个星团在有光谱金属丰度测量 (Netopil 等, 2016; Carrera 等, 2019; Donor 等, 2020; Spina 等, 2021) 时，我们把这些文献中的 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 作为先验。具体来说，我们使用一个截断区间为 $[-2.3, 0.5]$ 的高斯分布 $\mathcal{N}([\text{Fe}/\text{H}]_p, \sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]_p})$ 。当一个星团有多个 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 测量值时，我们使用它们的加权平均值 $[\text{Fe}/\text{H}]_p$ 和相应的不确定性 $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]_p}$ 。它们的值也将在参数表给出，如8.1最后两列。

如果一个疏散星团没有光谱金属丰度的测量，我们同样使用一个截断区间为 $[-2.3, 0.5]$ 的高斯分布。但此处的 $[\text{Fe}/\text{H}]_p$ 和 $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]_p}$ 为所有疏散星团的光谱金属丰度的平均值和标准差。

对于其余的参数，我们在表5.1中总结的相应范围内使用均匀分布的先验。

8.3 拟合结果

我们使用 (Cantat-Gaudin 等, 2020b) 和 (Dias 等, 2021b) 疏散星团表的合集，共 1740 个团，作为我们星团参数表的输入星表。其中有 333 有金属丰度测量（见章节8.2）。

我们排除了那些看上去并不是太成团的星团候选体和在 MiMO 中拟合失败的星团。这些团没有清晰的主序，自动化的程序找出来的最佳参数用人眼判断发现并不可靠。通过人眼的排除，我们最终得到了 1274 个星团有可靠的物理参数测量（年龄、金属丰度、距离和消光）。其中 163 个团有高质量的较细的主序，我们能得到比较可靠的质量函数测量。值得注意的是，由于小质比的双星和主星很

难区分，如果等龄线模型和星团主序不是完美地符合的话，我们测量到的双星性质会有偏差。因此要得到可靠的双星性质需要将模型修正到星团主序的脊线上。双星的测量将在第10章中详细描述。

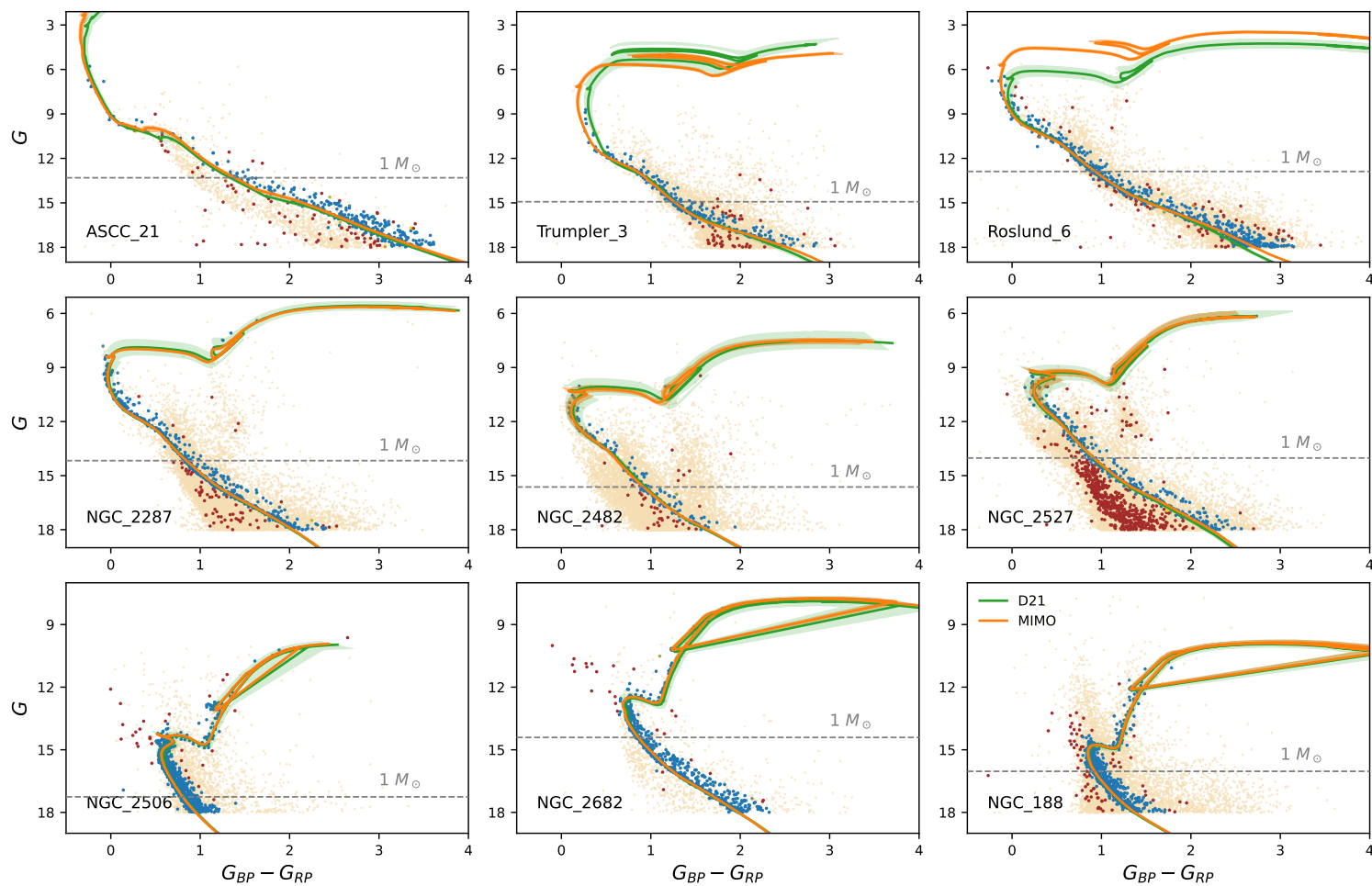


图 8.2 九个疏散星团的最佳拟合结果（按年龄升序排序），图例与图8.1的子图（c）相同。

以九个疏散星团为例，我们在图8.2中展示了有可靠质量函数测量的星团。拟合得到的每个星团参数及其不确定性在表8.1中进行了总结。我们还可以推导出每个星体的成员概率， p_{memb} （见公式5.15）。图中显示了各个星团在颜色星等图中的拟合样本，并按照预测的 p_{memb} 着色。显然，高 p_{memb} 的恒星构成了主序，并与最佳拟合的等龄线很好地匹配，而低 p_{memb} 的恒星则服从和场星类似的分布。

表 8.1 示例星团的拟合结果

星团	logAge [dex]	$\sigma_{\log\text{Age}}$ [dex]	DM [mag]	σ_{DM} [mag]	A_V [mag]	σ_{A_V} [mag]	α_{MF}	$\sigma_{\alpha_{\text{MF}}}$	f_b	σ_{f_b}	[Fe/H] [dex]	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$ [dex]	f_{fs}	$\sigma_{f_{\text{fs}}}$	N_{tot}	$[\text{Fe}/\text{H}]_p$ [dex]	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]_p}$ [dex]
ASCC 21	6.982	0.025	7.542	0.042	0.197	0.017	-1.94	0.06	0.40	0.03	-0.157	0.005	0.28	0.02	481	-0.18	0.01
Trumpler 3	7.729	0.011	9.110	0.015	0.921	0.016	-2.74	0.14	0.46	0.05	0.141	0.007	0.32	0.03	381	0.13	0.01
Roslund 6	7.977	0.011	7.756	0.015	0.182	0.010	-1.84	0.07	0.41	0.03	0.048	0.007	0.38	0.03	774	0.01	0.02
NGC 2287	8.526	0.008	9.214	0.006	0.110	0.008	-2.09	0.08	0.30	0.03	-0.077	0.004	0.15	0.01	764	-0.11	0.01
NGC 2482	8.761	0.022	10.545	0.035	0.127	0.036	-1.96	0.20	0.44	0.06	0.062	0.057	0.26	0.03	228	-0.07	0.10
NGC 2447	8.875	0.005	9.985	0.005	0.068	0.006	-2.16	0.10	0.35	0.03	-0.074	0.004	0.46	0.02	1411	-0.07	0.01
NGC 2527	8.972	0.026	8.861	0.038	0.142	0.020	-1.61	0.14	0.35	0.04	-0.040	0.053	0.66	0.02	993	-0.10	0.04
NGC 2506	9.308	0.002	12.551	0.006	0.281	0.003	-2.05	0.16	0.43	0.03	-0.287	0.004	0.06	0.01	1522	-0.23	0.05
NGC 2682	9.590	0.003	9.632	0.006	0.093	0.011	-0.86	0.13	0.49	0.03	0.040	0.011	0.05	0.01	970	0.01	0.02
NGC 188	9.803	0.002	11.306	0.006	0.239	0.017	0.25	0.26	0.48	0.03	0.083	0.023	0.15	0.01	1049	0.10	0.01

— 前 14 列是拟合的参数（在表 5.1 中描述）及其不确定度。 N_{tot} 是整个拟合样本的总数。 $[\text{Fe}/\text{H}]_p$ 和 $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]_p}$ 是每个星团金属丰度 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 先验的加权平均值及其不确定性，详见章节 8.2。

MiMO 得到的测光成员概率值大多是 0 或是 1，很好地区分了成员星和场星。这是因为这些团的主序都很清晰而且主序展宽很小，且 Gaia EDR3 的观测误差很小，所以在成员概率为 0.5 左右的恒星很少。如果观测误差更大或者场星比例更高，我们将在团中看到更多的中间 p_{memb} 的恒星。测光成员概率是独立于运动学的成员概率推断，通过对两者的比较，我们能找到一些特殊恒星的候选体，比如蓝离散星等。

这九个星团的年龄、距离和场星污染程度各不相同，而得到的等龄线和数据都很一致，这证明了我们方法的普遍适用性和稳健性。

我们发现，对于小于 2 Gyr 的星团，质量函数的斜率为 2.7 至 1.6，而更老星团的质量函数似乎更加平缓，在第 9 章中我们将用一个更大的样本来讨论质量函数随年龄的变化趋势。这 10 个疏散星团的双星比例约为 30-50%，这些双星结果也与银河系中的场星结果一致 (Liu, 2019)。

有趣的是，我们在 NGC 2506、NGC 2682 和 NGC 188 这三个最古老的星团中看到了蓝离散星。这些恒星比主序转折点更亮更蓝，也与场星的分布有区别。这些恒星在混合模型中的概率很低，但运动学成员的概率很高。这是因为我们的星团模型并不包括蓝离散星的成分。之后可以用颜色星等图中额外的蓝离散星的模型来扩展 MiMO，以发现蓝离散星候选体并分析它们的性质。

8.4 讨论

8.4.1 质量函数的验证

为了验证假定的幂律函数形式的质量函数和相应拟合得到的斜率，我们在图 8.3 中将最佳拟合斜率与数据直接得到的质量函数（直方图）进行比较。我们按照成员概率从高到低对拟合样本中的恒星进行排序，并将前 $N_{\text{cl}} = (1 - f_{\text{fs}})N_{\text{tot}}$ 颗恒星标记为星团成员。对于每个成员星，我们通过搜索单星和双星序列模型中最接近的模型点来估计其质量（如果是双星，则是主星质量）。图 8.3 中显示了 10 个星团， $G=18\text{mag}$ 以上恒星的质量分布直方图。在这些团中星团质量分布都与 MiMO 的最佳拟合质量函数很匹配。

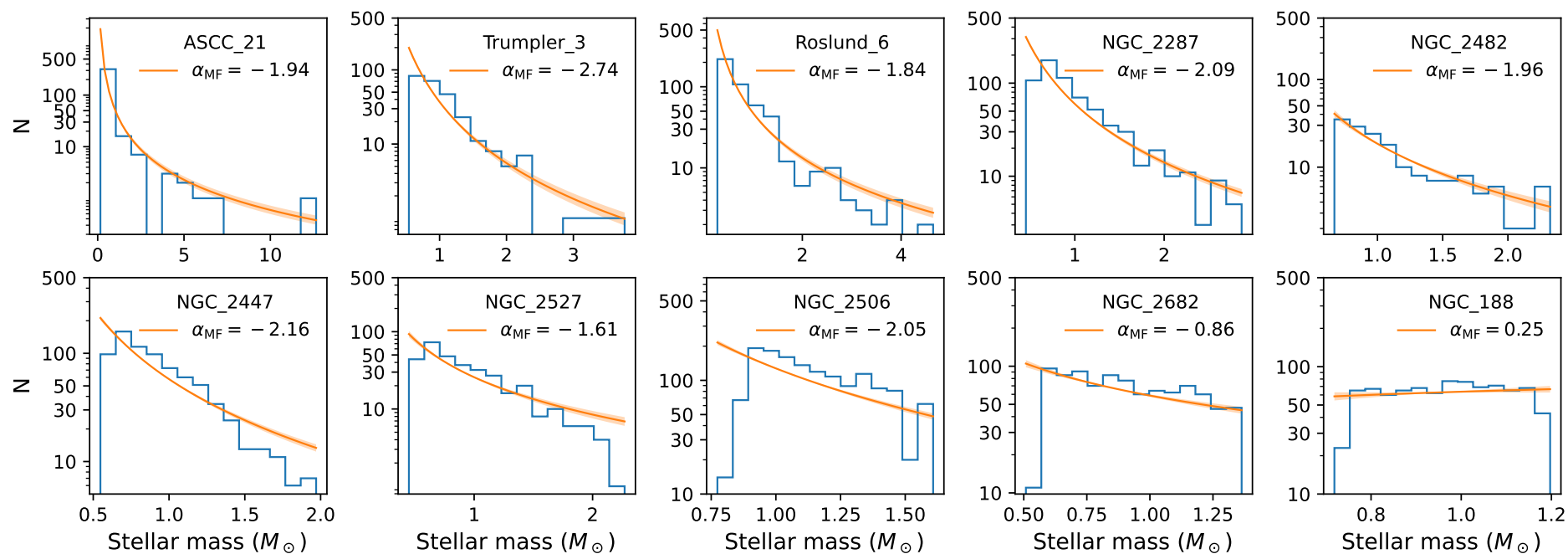


图 8.3 星团的质量函数。带阴影的橙线显示了由 MiMO 拟合的质量函数及其不确定性。作为比较，直方图显示了直接从数据中获得的恒星质量分布。

值得注意的是，上述直接计数得到质量函数的方法是近似的，主要是为了检查 MiMO 推断的斜率。严格来说，应该以概率的方式来处理成员，而不是简单的挑选成员星，同时也应该考虑到观测误差。作为一种完全的贝叶斯方法，MiMO 可以自然地通过层次贝叶斯方法（**hierarchical Bayes**）以严格的、自洽的方式得到每颗成员星的质量（以及双星的质量比）。我们将在未来继续完善这部分研究。

8.4.2 金属丰度先验分布的选择对结果的影响

我们用了三种金属丰度先验概率分布来探究先验概率的选择对结果的影响：(a) 均值和标准差为 $[\text{Fe}/\text{H}]_p$ 和 $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]_p}$ ，区间为 $[-2.3, 0.5]$ 的截断高斯分布（如果该星团有光谱金属丰度测量）；(b) 均值和标准差为所有星团光谱金属丰度的平均值和标准差，区间为 $[-2.3, 0.5]$ 的截断高斯分布；(c) 区间为 $[-2.3, 0.5]$ 的均匀分布；

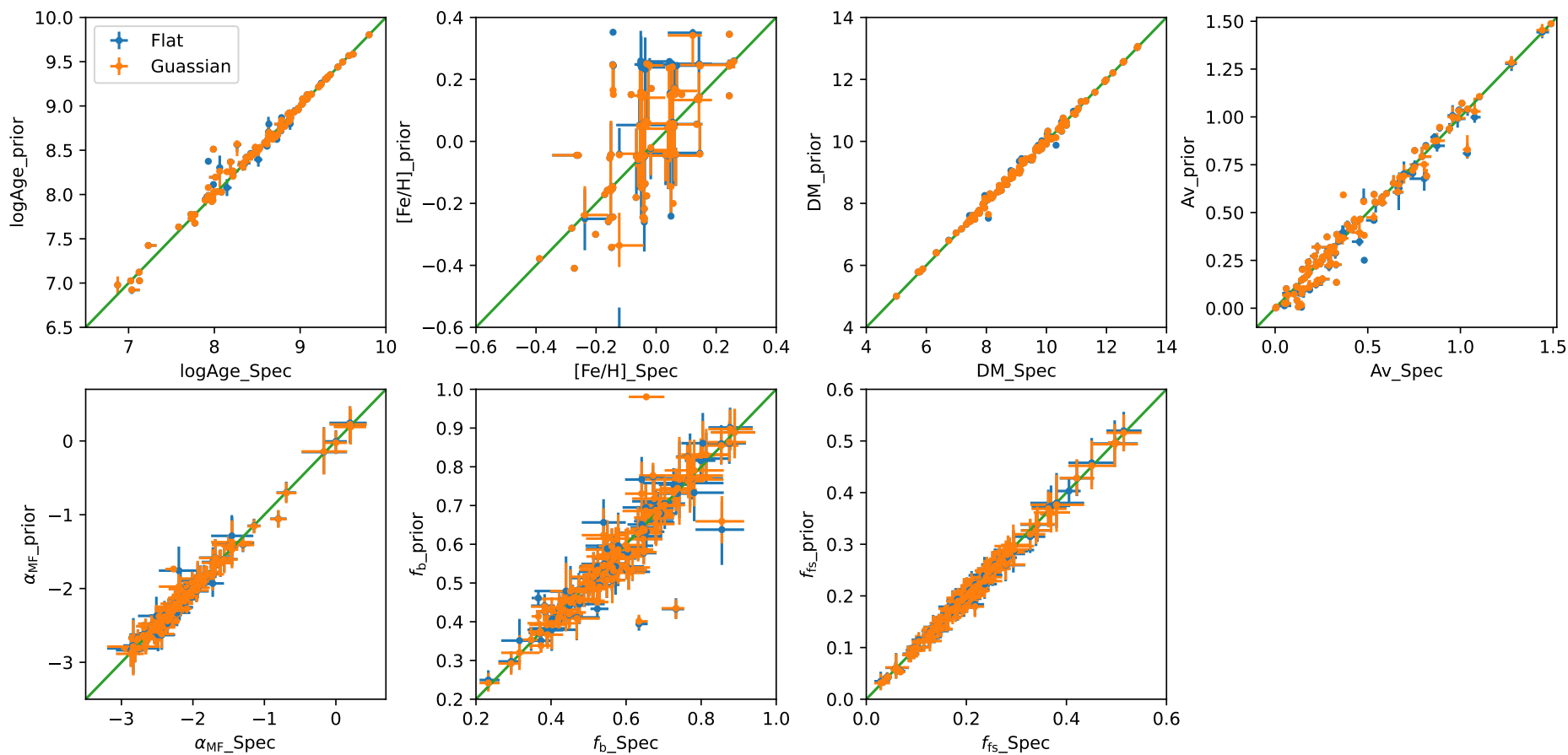


图 8.4 使用不同的先验概率对结果的影响。横坐标为光谱测量的 $[Fe/H]$ 。纵坐标显现了两种先验：蓝色的点为平的先验，橙色的点为均值和弥散为所有团金属丰度的均值和弥散的高斯先验分布。

我们使用具有光谱金属丰度测量的星团样本，来比较这三种先验分布的拟合结果，见图8.4。总体来说，先验概率的选择对结果的影响并不大，以有光谱金属丰度测量得到的结果作为参考值，先验 (b) 的结果比先验 (c) 结果弥散稍小。由于恒星模型与观测到的星团主序有轻微的不一致，在使用均匀先验分布时，程序对个别星团会偏向比较极端的金属丰度值，和光谱金属丰度差别较大。所以我们在给出最后星团参数表的时候，有金属丰度测量的团给出先验 (a) 的结果，而没有光谱测量的团给出先验 (b) 的拟合结果。

8.4.3 和之前工作的比较

这一节将我们的结果与文献进行比较，并讨论我们方法的优点、局限性和可能的扩展。

8.4.3.1 参数拟合值的比较

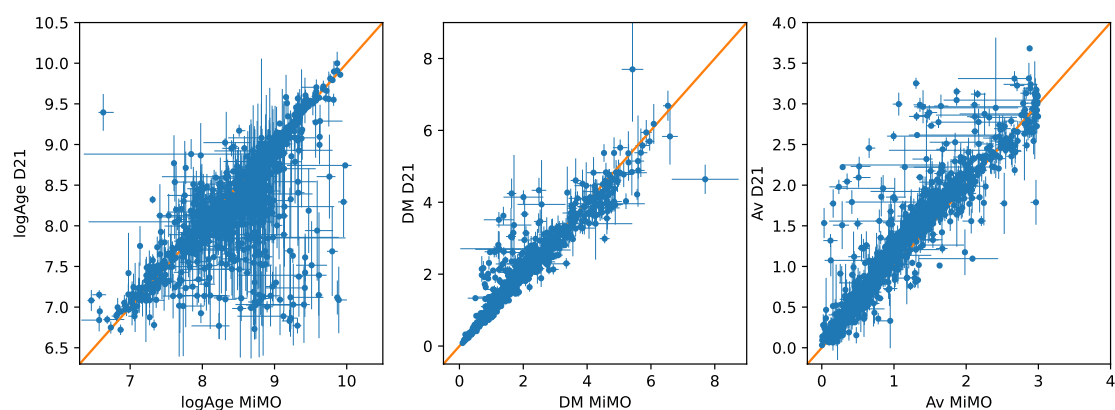


图 8.5 MiMO 和 D21 测量的 (a) $\log\text{Age}$ 、(b) 距离和 (c) A_V 的比较。每个点代表一个星团。误差棒显示每种方法的拟合不确定度，其中一些小于符号大小。

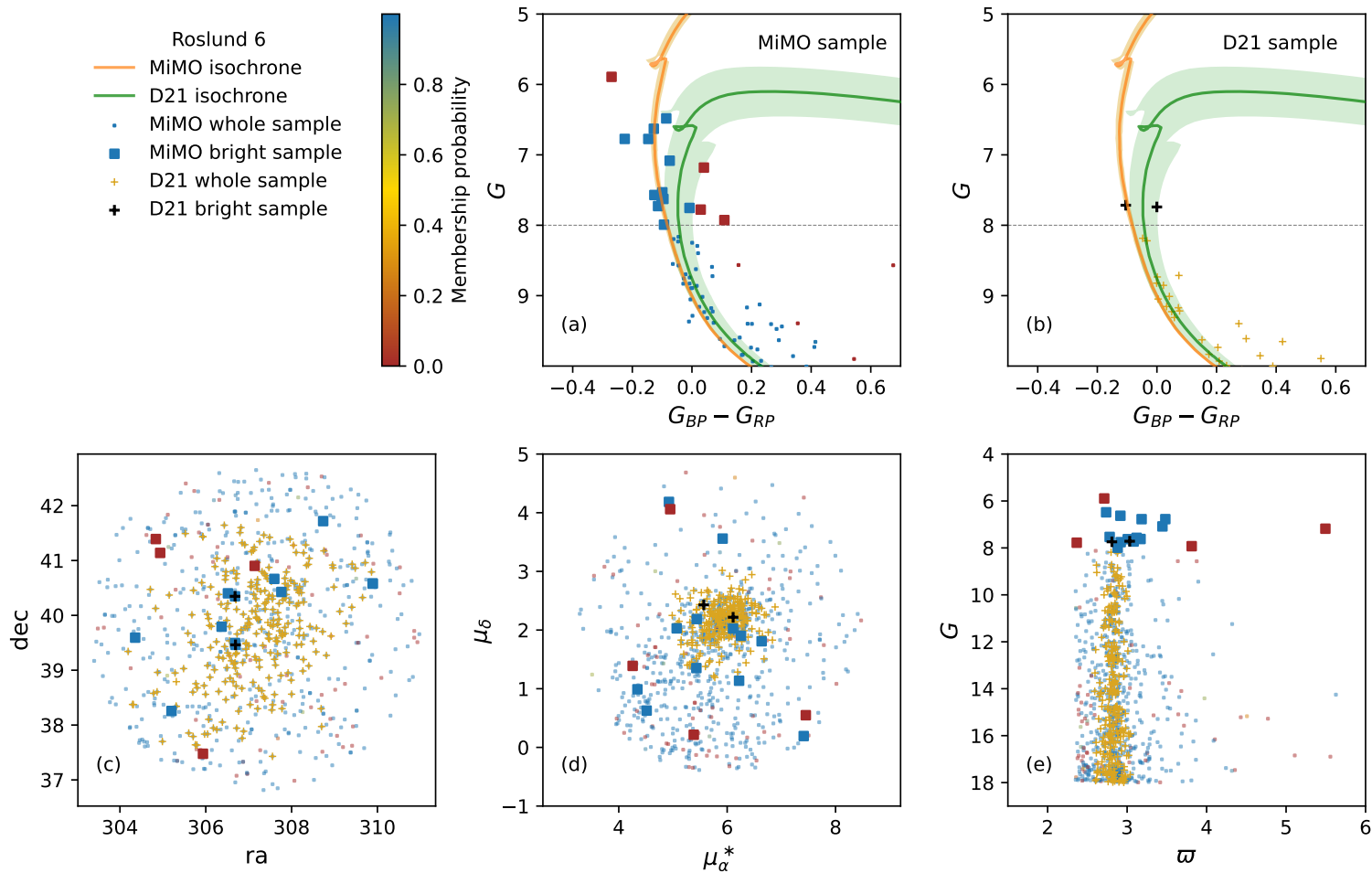


图 8.6 MiMO 和 D21 对 Roslund 6 使用的拟合样本的比较。子图 (a) 和 (b) 分别是 MiMO 和 D21 使用的颜色星等图中的拟合样本和最佳拟合等龄线。子图 (c)、(d) 和 (e): 两个工作的拟合样本在空间坐标、自行和视差星等空间的分布。我们的样本用方块表示, 用 MiMO 的成员概率进行颜色编码 (见色条), D21 的样本用黄色的十字表示。如图例所示, 每个样本中 $G < 8$ 等的亮星用不同的符号进一步突出。

我们将 MiMO 得到的最佳拟合参数, 包括年龄、距离和尘埃消光, 在图8.5与 D21 测量的参数进行比较, 这两种方法的相应等龄线见图8.2。D21使用的是 Gaia DR2 测光数据, 根据高成员概率样本推断的星团属性。

总的来说, 我们发现 MiMO 的结果和 D21 是一致的, 特别是在测光距离的估计上, 而 MiMO 结果的不确定性要小得多。MiMO 得到的年龄和 D21 的年龄对于某些团来说有明显不同, 这通常是因为拟合的样本选择不一致造成的。

例如, 我们的结果表明 Roslund 6 的年龄比D21的年龄要小得多 (见图8.5)。比较图8.6中的 (a) 和 (b) 子图, 我们发现我们的拟合样本中在主序转折点区域包含的恒星要比D21的多得多。具体来说, 在我们的样本中, 有 11 颗由 MiMO 得出的具有高成员概率的恒星, 亮度超过 $G = 8$ 等, 而在D21样本中只有 2 颗。根据 (c)、(d) 和 (e) 子图中显示的空间、自行和视差的分布, 这 11 颗恒星中的大多数确实可能是星团成员。然而, D21 由于选择了更严格的团星样本而丢弃了其中多数, 导致了对 Roslund 6 年龄的高估。

在比较图8.1和图8.2中 NGC 2447、Trumpler 3 和 NGC 2682 的等龄线时也可以看到类似的差异, 我们的最佳拟合等龄线显然比D21的等龄线和数据更匹配。

如上所述, MiMO 的一个特别优势是能够严格地处理场星污染, 从而使样本可以包含更完整的星团成员, 包括主序转折点区域更多的亮星。星团年龄的确定对这些亮星非常敏感。因此, 我们的方法能够实现更好的参数估计。

8.4.3.2 测光概率与运动学概率的比较

我们比较了从 MiMO 获得的测光成员概率和 D21 使用的自行成员概率。我们发现, D21 选择的大多数运动学成员在 MiMO 中确实有很高的测光成员概率。

以 NGC 188 为例, D21 样本包含 883 颗运动学上 $p_{\text{memb}} > 0.2$ 的恒星。其中 875 颗也在我们的拟合样本中。在共同样本中, 有 784 颗恒星在两个方法中的 $p_{\text{memb}} > 0.8$, 830 颗恒星的 $p_{\text{memb}} > 0.5$ 。有 30 颗恒星的 $p_{\text{memb,D21}} > 0.5$ 但 $p_{\text{memb,MiMO}} < 0.5$, 如图8.7中右边子图的棕色十字所示。这些恒星在颜色星等图中远离主序, 表明它们可能是蓝离散星成员, 或者是碰巧与星团运动学相似的场星。反过来, 有 11 颗恒星的 $p_{\text{memb,MiMO}} > 0.5$ 但 $p_{\text{memb,D21}} < 0.5$, 见图中的蓝色的叉形记号。这些星确实位于主序或双星序上, 因此在 MiMO 中有较高的测光成员概率。

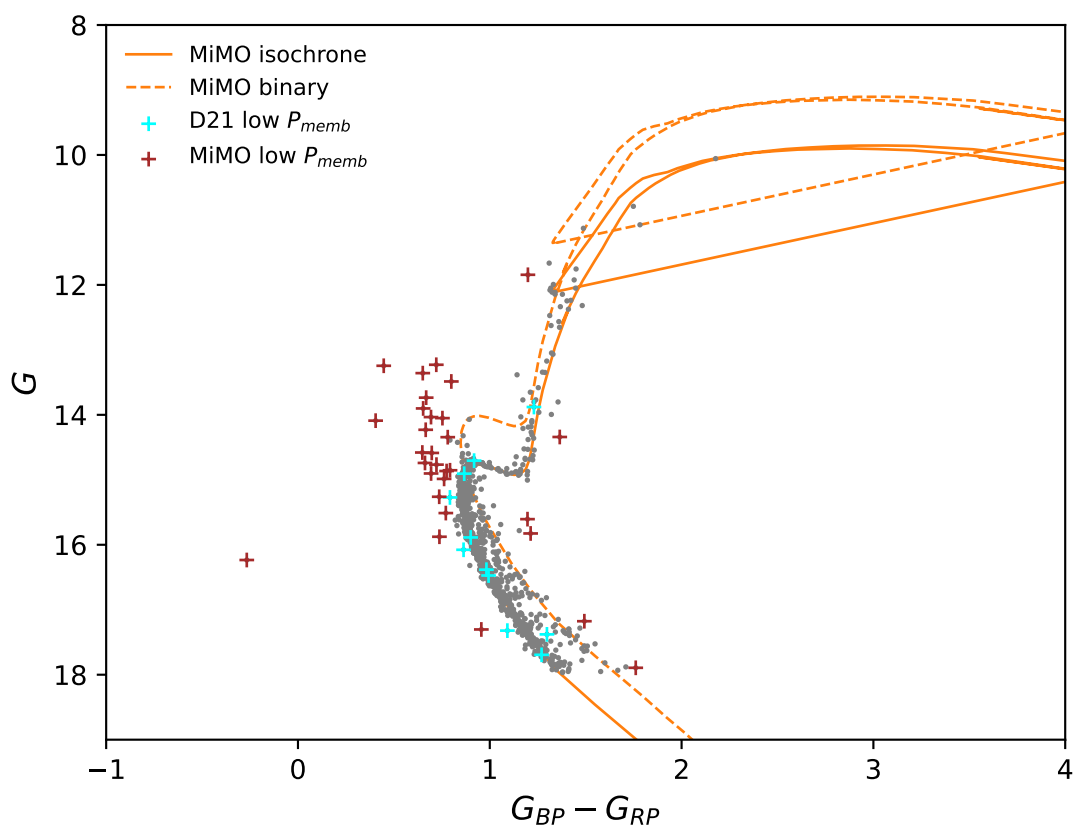


图 8.7 比较 NGC 188 的 D21 和 MiMO 得到的成员概率。两种方式样本中的共同恒星标记为灰色圆点。棕色的叉形记号是 $p_{memb,D21} > 0.5$ 但 $p_{memb,MiMO} < 0.5$ 的恒星；蓝色十字是 $p_{memb,D21} < 0.5$ 但 $p_{memb,MiMO} > 0.5$ 的恒星。

总的来说, MiMO 提供了一个独立的成员概率判定方法。通过比较测光成员和运动学成员, 可能帮助我们找到蓝离散星候选体。

8.4.4 测光距离

8.8 比较了从 MiMO 测量的测光距离导出的视差与从 Gaia EDR3 直接测量的视差 (Z. Shao, in prep.)。Shao 等 (2019) 建立了一个混合模型来推导 Gaia DR2 的球状星团的视差, 随后他们将同样的方法应用于基于 Gaia EDR3 的疏散星团 (已经对单个恒星进行了零点校正, 见 Lindegren 等 2021)。

如图所示, 我们看到 MiMO 和 Shao (in prep.) 的结果是一致的。这两种基于不同数据的独立方法之间的一致性表明了它们各自的可靠性, 同时也说明 Gaia EDR3 的视差零点校正是合理的。

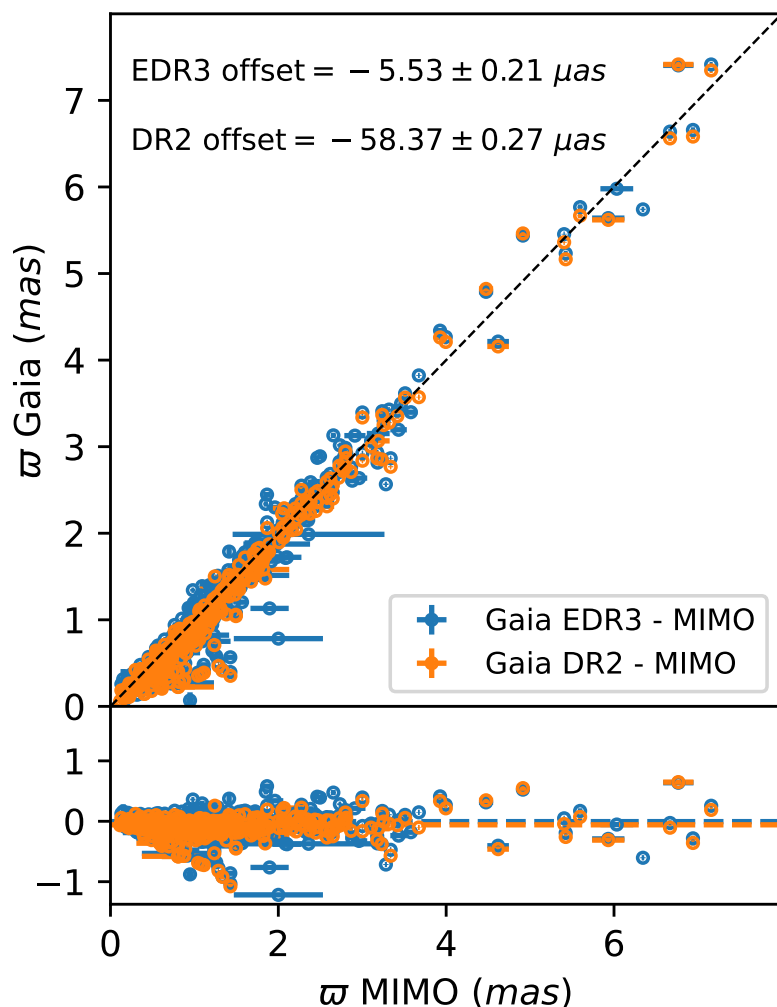


图 8.8 MiMO 得到的星团视差与 Gaia 天体测量得到的视差 (包括 DR2 和 EDR3) 的比较。其差值和插值的平均分别以符号和虚线显示在下方子图中。

我们还展示了 MiMO 的视差与 Gaia DR2 视差之间的比较。Cantat-Gaudin 等

(2020c) 测量了基于星团成员的平均视差及弥散，但没有做零点校正。我们可以看到两者之间有 $-58.37\mu\text{as}$ 的偏移（而 EDR3 只有 $-5.53\mu\text{as}$ ）。这个偏移量与前人估计的 Gaia DR2 的平均视差零点值 (Arenou 等, 2018; Shao 等, 2019) 基本一致。

DR2 和 EDR3 测量的视差之间的差异可能来自两个原因：EDR3 的精度高于 DR2；DR2 得到的视差没有经过零点校正。

值得指出的是，在 Gaia EDR3 中，视差零点有弥散，大约是 $13 \sim 15\mu\text{as}$ (Lindgren 等, 2021)。对于遥远的星团来说，它们的视差要小得多，这种零点弥散对距离测量的影响很严重。相比之下，测光距离的不确定性主要依赖于样本量（恒星数量）。无论距离有多远，精确度都是一致的。因此，对于遥远的星团来说，测光距离是非常重要的距离测量方法，比视差距离更精确。

8.4.5 方法的局限性以及可能的拓展

理论恒星模型和观测主序之间的轻微不匹配会影响双星性质和质量函数的测量。MiMO 提供的最佳拟合值只代表颜色星等图中星团整体分布的平均表现。对双星性质和质量函数的更详细的研究需要对主序脊线及其展宽有更精细的测量，这一点将在第10章详细讨论。

作为一个框架性的工作，MiMO 有很大的扩展潜力。我们很容易将其他的恒星模型和天体物理过程，或者其他形式的质量函数和描述双星质比分布的函数（例如对数正态，分段幂律函数）纳入到我们的混合模型框架中来。例如，我们可以使用一个包含恒星自转的更复杂的恒星演化模型，来约束恒星群中的恒星自转分布。我们也可以在颜色星等图中把蓝离散星或多星族作为混合分布的额外成分来建模。由于 MiMO 是在贝叶斯框架下设计的，它也便于将其他独立的参数测量作为先验概率考虑进来，或者用贝叶斯证据来做模型选择（比如质量函数的形式）。

8.5 小结

我们将 MiMO 应用到 Gaia EDR3 的测光数据上，构建了一个包含 1274 个疏散星团的参数表，包括这些团的年龄、测光金属丰度、距离、消光。基于 Gaia EDR3 的测光精度，我们用模拟星团测试发现，对于一个由 1000 颗成员星组成的模拟星团，在场星污染小于 50% 的情况下，年龄、距离模数和消光的精

度分别为 0.01dex、0.01mag 和 0.02mag。与以前的工作相比，有约 10 倍的改进。测光距离与天体测量得到的距离是一致的。MiMO 得到的年龄、距离、消光等参数与之前工作（比如 D21）测量的结果总体上是一致的。而 MiMO 允许使用包含更多星团成员但同时有场星污染的样本。更大的恒星样本减少了统计误差，并通过保留更多转折点附近的成员星减少了年龄和质量函数测量的可能偏差。由于观测数据质量所限，其中有 164 个团能在质量区间 $\mathcal{M} > 0.5M_{\odot}$ 上得到可靠的质量函数测量。

第9章 团星的初始质量函数与质量函数的演化

MiMO 能准确测量疏散星团的质量函数。我们在本章中用 MiMO 的测量结果来讨论疏散星团的初始质量函数及其演化。

9.1 星团样本的选择

在上一章我们提到，质量函数的测量会受到主序展宽的影响，如果 MiMO 没有合理地考虑星团在颜色星等图上的主序展宽，那么测量到的质量函数会有偏差。这个问题可以通过从数据计算实际展宽来部分解决，不过简单起见，本章中我们采用了一批有高质量测光数据的星团子样本。它们内部消光很小，整体来说比较近，所以它们在颜色星等图上有较细的主序，得到的质量函数也更可靠。我们最终选择了 164 个团，它们的空间分布如图 1 所示。年龄和距离分布如图 2 所示。和疏散星团整体的样本相比，这个子样本的年龄分布和整体样本没有什么差别，而因为观测质量较高，所以在距离上分布比较近。所以我们认为这 164 个子样本的初始质量函数及其演化可以代表整个疏散星团的情况。

9.2 质量范围的选择

为了公平地对比不同星团的质量函数，我们需要统一各个团质量函数的范围。通常认为恒星的初始质量函数服从 Kroupa (2002b) 形式，在恒星质量 $M > 0.5M_{\odot}$ 时为一个单幂律函数形式 (Salpeter, 1955)。因此，我们将样本中各团拟合样本中的质量下限定为 $0.5M_{\odot}$ ，在亮端不设限制。

9.3 拟合结果

和上一章中的选择一样，我们用同样的拟合样本和场星样本选择条件，不过采用对应 $> 0.5M_{\odot}$ 的星等范围。我们固定每个团的最佳拟合等龄线，为第8章中的结果。用 MiMO 拟合各个团的质量函数斜率、双星比例和场星比例。后两个参数为冗余参数 (nuisance parameter)，我们最后只关心质量函数斜率的结果。

在图9.1中我们发现，星团质量函数的斜率随着星团年龄有一个明显的变化关系。当年龄小于约 500Myr 时，质量函数的斜率接近常数，和 Salpeter (1955) 的

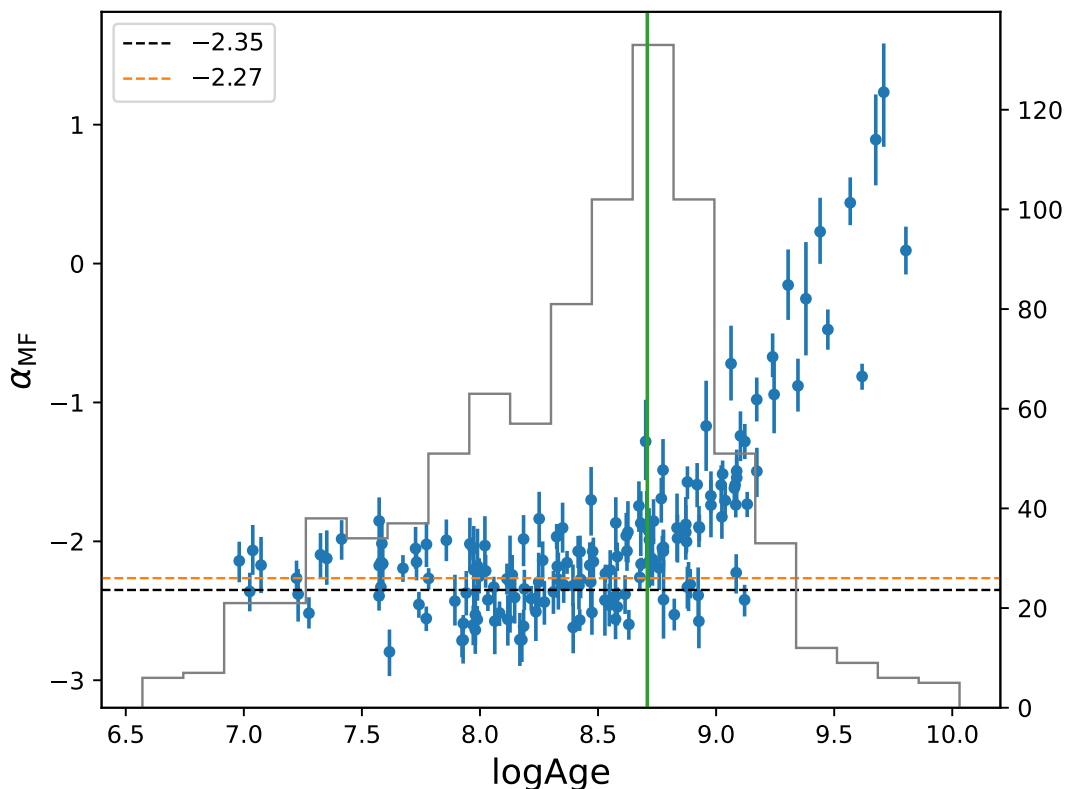


图 9.1 疏散星团的质量函数斜率随着年龄的变化。

初始质量函数符合得很好。而从 500Myr 开始，更年老的星团 α_{MF} 更大，意味着一个更平的质量函数。

同时，质量函数-年龄关系呈现出来的拐点和疏散星团整体年龄分布的峰值很一致。而且年龄小于拐点的疏散星团，它们斜率的平均值和 Salpeter (1955) 的初始质量函数相符。这说明，年龄小于拐点年龄的疏散星团可以保持初始质量函数，而随着星团的动力学演化，小质量恒星从星团中蒸发，在年龄拐点之后，星团的质量函数会逐渐变平。

9.4 讨论

9.4.1 初始质量函数的弥散

虽然年龄小于拐点年龄的疏散星团反映的是初始质量函数的斜率，但是我们仍然可以看到在这些斜率存在弥散。这些年轻星团初始质量函数之间的差异可能是因为它们诞生的环境不同。

我们将年龄小于 100Myr 的 30 个星团作为一个子样本，来研究初始质量函数和诞生环境之间的关系。而和旋臂的相对位置位置是出身环境的重要参考。

对每个星团，我们根据其自行和视向速度数据 (Dias 等, 2021b)，使用轨道积分 (Vasiliev, 2019)，回推它诞生时刻在银河系中的位置。再给定旋臂的角速度 (Monteiro 等, 2021)，根据这个团的年龄将旋臂从现在的位置往回推算，得到该星团在诞生时刻相对旋臂的位置。由于这些团的年龄都小于 100Myr，相对银河系的动力学时标不长，我们可以忽略旋臂形状本身的变化。

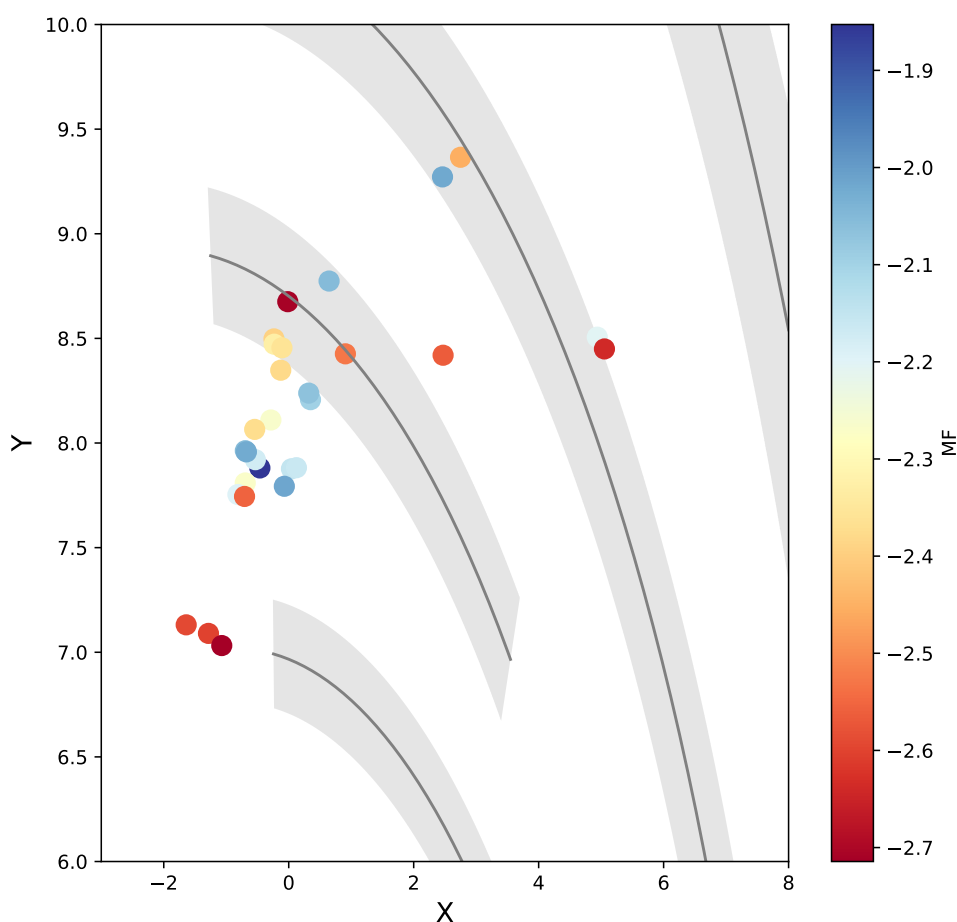


图 9.2 疏散星团的出生地点与旋臂的相对位置。灰色及其阴影为旋臂的位置和它们的宽度。点为 30 个年龄小于 100Myr 的疏散星团。点的颜色为星团的质量函数斜率。

在图9.2中，我们给出了疏散星团的出生地点与旋臂的相对位置。初始质量函数的斜率由颜色给出。我们发现离旋臂越近的团，斜率越陡，而在旋臂之间的团倾向于稍平的初始质量函数。这个趋势初步揭示了初始质量函数与出生环境之间的可能联系，有待后续研究。

9.4.2 质量函数的演化

对于年龄大于年龄拐点的团，由于动力学演化作用，使得小质量恒星从星团中蒸发，而观测到一个更平的质量函数。不过这个质量函数斜率并不仅仅是年龄的函数，而是在整体趋势外还存在一定的弥散，这可能反映了不同星团的动力学演化的速度不同。由于星团离银河系中心越远，受到的潮汐影响越小。我们在图9.3中将星团的银心距标识出来，发现对于年龄相对较老的团来说，离银心越远，质量函数的斜率越陡。

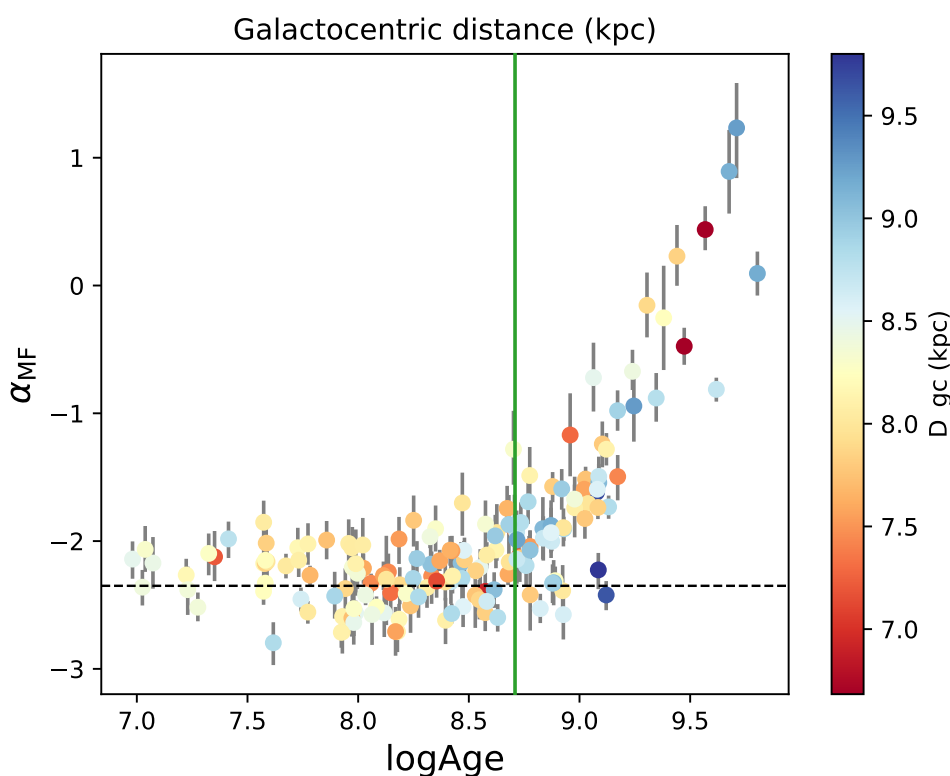


图 9.3 疏散星团的质量函数斜率随着年龄的变化。颜色为团的银心距离。

这是因为星团在银河系中运动，离银心越近受到的潮汐作用越强，所以加剧了小质量恒星从星团中的蒸发效应，导致现今的质量函数更平。而离银心越远的团受到银河系的潮汐作用相对更小一点，质量函数越接近初始质量函数。

9.4.3 团的质量分层

我们还将每个团的恒星按离星团中心的距离分成两个子样本，一个 $r < r_{50}$ 定义为星团中心的子样本，而 $r > r_{50}$ 为星团外围的子样本。我们分别拟合每个团中两个子样本的质量函数斜率，图9.4显示了两个斜率的比值随着年龄有显著

的变化。一般来说，星团中心的质量函数斜率比外围的质量函数斜率更平。这符合质量分层的物理图景，大质量恒星更倾向于沉到星团中心，而小质量恒星倾向于运动到星团外围。所以星团中心的质量函数更平，而外围更陡。年轻的星团表现出的内部和外部的斜率差异更有可能是恒星形成时候的原始质量分层，单在我们的结果中原始的质量分层并不明显。疏散星团年龄越大，随着动力学演化更充分，质量函数更明显，两个斜率的差异更显著。

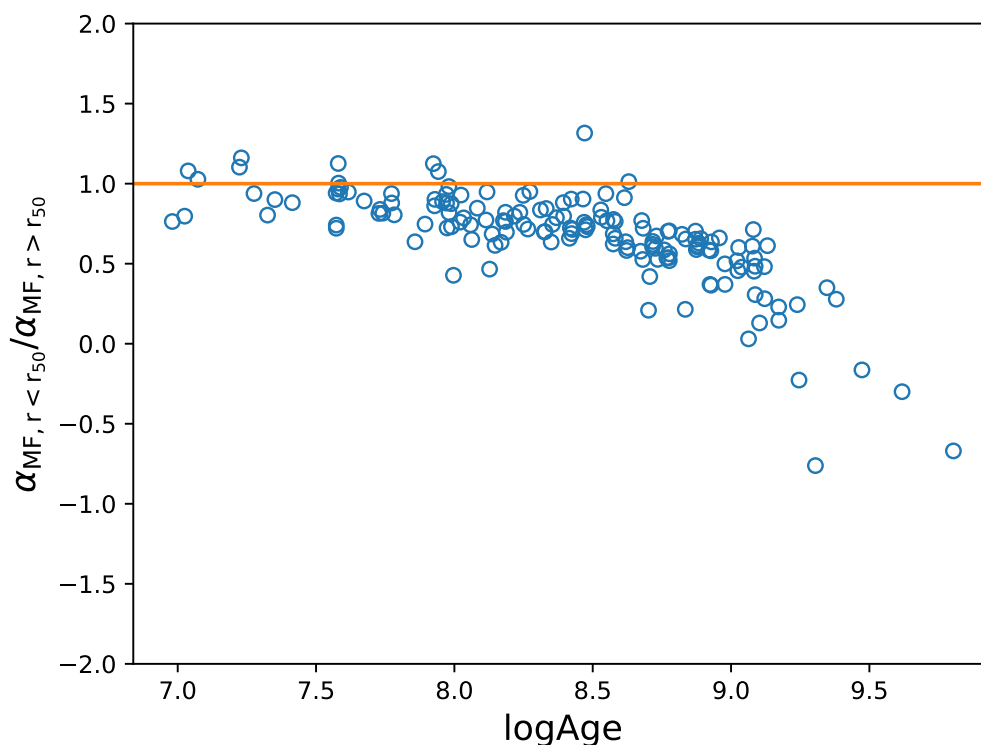


图 9.4 疏散星团中心 ($r < r_{50}$) 的质量函数斜率和外部 ($r > r_{50}$) 的质量函数斜率的比值随着年龄的变化。

9.5 小结

我们通过 MiMO 拟合了 164 个疏散星团的质量函数斜率 ($\mathcal{M} > 0.5m_{\odot}$)。我们发现，

一、疏散星团的恒星质量函数斜率随着年龄有一个明显的变平的趋势，在 500Myr 之前，疏散星团能保持它的初始质量函数，而在 500Myr 之后，团内部动力学对质量函数的影响开始显现，动力学蒸发作用使得小质量恒星更容易从星团中蒸发；二、疏散星团内部和外部的质量函数斜率明显不同，星团内部的斜

率更陡，而外部的更平，这是质量分层的证据，大质量恒星由于两体弛豫沉到星团中心，而小质量恒星更容易获得动能而运动到星团外围；而我们也从观测上证明，质量分层比蒸发作用对质量函数的影响要更早。三、通过研究样本中年龄小于 100Myr 的 30 个星团，我们发现团星的初始质量函数和其出生位置离旋臂的距离有关，离旋臂越近，初始质量函数越陡，这有可能揭示了不同环境中恒星形成（机制）的差异；

第 10 章 疏散星团内部动力学演化对双星性质的影响

在模拟测试中, MiMO 能很好地估计模拟星团的双星比例和质比分布。但是对于真实观测的团来说, 情况要更复杂一些。首先, 模型等龄线并不能完美地符合星团的主序。其次, 单星主序的实际宽度要比观测误差更延展, 这可能是由于星团内部消光的差异或者 Gaia 低估了 $G_{BP} - G_{RP}$ 的测量误差。模型的不完美加上主序额外的展览, 可能导致对双星参数估计的偏差。特别是小质比双星, 因为和单星靠得很近, 受这种效应的影响更大。

本章我们将以疏散星团 NGC3532 为例, 来详细描述怎样解决以上问题, 并用 MiMO 来研究双星的性质, 以及它们对恒星光度(质量)和中心半径的依赖。这些结果可以反映疏散星团内的动力学。如果没有精确测量小质比双星的方法, 这种研究是不可能的。

10.1 NGC 3532 及样本选择

NGC3532 是一个中等年龄 (400 Myr) 的疏散星团, 它的距离比较近 (485 pc), 在南天 ($\alpha_0 = 166.3975^\circ, \delta_0 = -58.7335^\circ$) 肉眼可见, 具有太阳金属丰度和较小的尘埃消光。它在颜色星等图中有非常清晰的主序和明显的双星序, 是研究疏散星团中双星性质的理想示例。

10.1.1 主序脊线

颜色星等图中准确的主序位置对于双星模型的构建至关重要。如图 10.1 子图 (a) 所示, MiMO 拟合得到的最佳等龄线与观测到的星团主序位置有微小但显著的偏差。Fitzewski 等 (2019) 发现观测和当前各个等龄线模型 (包括 PARSEC、YaPSI、BaSTI、BHAC、MIST) 间都有类似的偏差。这种偏差的起源仍然不清楚, 可能是由等龄线模型在小质量端的局限性或由 Gaia 颜色校准 (Khalaj 等, 2013) 不精确造成的。

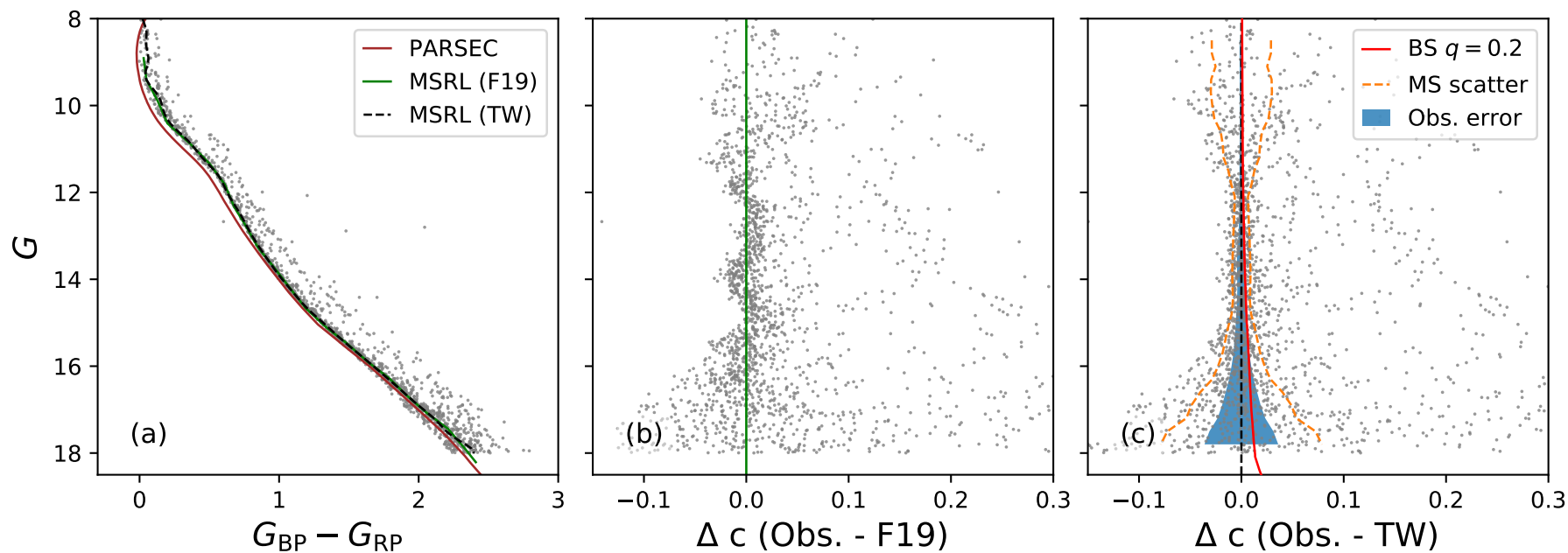


图 10.1 NGC3532 的主序脊线和观测数据的比较。(a) 该星团的颜色星等图。成员星被显示为灰色的小点。棕色曲线显示的是 PARSEC 等龄线，绿色实线和黑色折线分别显示的是来自 (Fritzewski 等, 2019) 测定和我们用稳健高斯过程得到的脊线。(c) 数据和脊线在颜色方向上的残差。橙色的曲线显示了单颗恒星颜色残差的 1σ 区间和星等的函数。蓝色阴影区域显示的是 Gaia 在颜色上的不确定度，用于比较。红色曲线显示了 $q = 0.2$ 的双星序。

这样的偏差量可能不会明显影响到对星团基本属性的推断，比如年龄，因为年龄的测量主要受到等龄线整体形状的限制。然而，双星性质很容易受到主序精确位置的影响，不完美的等龄线模型会使双星比例 f_b 和双星质比分布参数 γ_q 的估计出现严重偏差。我们的解决方案是根据经验主序脊线的位置来修正等龄线模型。

使用 Li 等 (2021) 稳健高斯过程，我们得到了 NGC 3532 的主序脊线，在表 10.1 中给出，并在图 10.1 中显示为黑色的虚线。如图所示，这条主序脊线与观测数据非常吻合。

表 10.1 NGC3532 的经验主序脊线和弥散

G mag	Mass M_{\odot}	c_{PAR} mag	c_{MSRL} mag	Δc mag	σ_c mag
10.000	2.015	0.066	0.161	0.095	0.028
10.250	1.896	0.109	0.188	0.078	0.027
10.500	1.785	0.166	0.245	0.079	0.022
10.750	1.684	0.236	0.328	0.092	0.019
11.000	1.593	0.315	0.399	0.084	0.018
11.250	1.511	0.396	0.463	0.068	0.017
11.500	1.435	0.467	0.537	0.070	0.013
11.750	1.365	0.523	0.590	0.067	0.010
12.000	1.300	0.571	0.628	0.056	0.008
12.250	1.239	0.616	0.673	0.057	0.007
12.500	1.181	0.664	0.721	0.057	0.007
12.750	1.127	0.712	0.764	0.052	0.007
13.000	1.076	0.764	0.807	0.043	0.008
13.250	1.027	0.819	0.856	0.037	0.008
13.500	0.981	0.876	0.908	0.033	0.009
13.750	0.938	0.935	0.963	0.028	0.009
14.000	0.896	0.996	1.022	0.026	0.009
14.250	0.858	1.057	1.087	0.030	0.009
14.500	0.822	1.123	1.153	0.030	0.008
14.750	0.788	1.193	1.228	0.035	0.009
15.000	0.756	1.266	1.315	0.049	0.012
15.250	0.728	1.359	1.401	0.042	0.014
15.500	0.702	1.453	1.489	0.035	0.017
15.750	0.678	1.550	1.583	0.033	0.019
16.000	0.653	1.647	1.676	0.029	0.023
16.250	0.629	1.735	1.766	0.031	0.027
16.500	0.605	1.822	1.856	0.034	0.036
16.750	0.581	1.909	1.943	0.034	0.045
17.000	0.557	1.995	2.035	0.040	0.050
17.250	0.533	2.081	2.125	0.044	0.057
17.500	0.508	2.164	2.200	0.035	0.072
17.750	0.482	2.239	2.309	0.071	0.078
18.000	0.457	2.311	2.396	0.084	0.079

— 各列内容: G 波段星等、恒星质量、模型颜色 c_{PAR} 、主序脊线的颜色 c_{MSRL} 及其实际弥散 σ_c 、等龄线和主序脊线颜色之间的差异 $\Delta c = c_{\text{PAR}} - c_{\text{MSRL}}$ 。

10.1.2 主序展宽

小质比双星的测量对主序的展宽同样敏感。如果我们低估了主序的展宽，那么模型会错误地把单星判断为小质比双星，从而高估双星比例以及得到一个更小的 γ_q 。由于我们发现主序的展宽通常大于某一星等下颜色的典型误差，所以我们需要准确测量主序的展宽。

我们首先将 NGC3532 的数据在星等上分箱，对于每个星等区间，我们计算数据与主序脊线颜色残差的标准偏差 (σ_c)。为了避免双星的污染，我们只使用比脊线更蓝一侧的恒星，并通过在脊线上的反射将它们加倍。之后，我们将这些离散的 σ_c 值平滑为星等的函数。NGC 3532 主序脊线在不同星等处的实际展宽，见表 10.1和图 10.1。总的来说，测量到的实际弥散比 Gaia EDR3 给出的观测误差大得多。

根据主序弥散和颜色误差之间的关系，可以将星团成员分为两部分。对于比 ~ 11.50 等更暗的恒星来说，弥散随着星等的增加而单调地增加，这与颜色的观测误差有着相同的趋势。这种现象可能是观测上低估了 G_{BP} 和 G_{RP} 的测量误差或者还存在额外的校准误差。对于较亮的恒星，弥散的变化是相反的，较亮的恒星有远大于观测误差的主序弥散。这意味着这种展宽是其他内禀因素造成。例如恒星旋转就会在主序转折点附近造成额外的展宽 (Li 等, 2014)。纳入这些因素会使主序的模型过于复杂，因此我们在下面的分析中不考虑那些较亮的恒星。

10.1.3 样本选择

我们在本章中研究的是星团中的主序双星。这些双星彼此间没有物质交换或共同演化，只是由于 Gaia 观测分辨率极限而无法通过测光分辨。

我们从第五章确定的拟合样本中挑选子样本来研究 NGC 3532 中主序双星的性质。我们去掉了靠近或亮于主序转折点的星，因为主序转折点区域的展宽的成因比较复杂，可能还和恒星自转等其他因素有关。在本章中，我们定义星等范围 $[11.32, 17.62]$ 的恒星为主样本，对应于单星的质量 $[0.5, 1.5]M_{\odot}$ 和等质比双星的质量为 $[0.42, 1.29]M_{\odot}$ 。因此这个样本涵盖了整个 FGK 矮星的范围，包括太阳质量的恒星。我们还将进一步基于星等，或者相对星团中心的距离把主样本划分为数量相等的两个子集，来研究双星性质对质量或半径依赖。而在场星模型部分，我们沿用了第五章中场星模型的样本选择与构建方法，但采用和上述主样本

(或其子样本) 相同的星等范围。

10.2 结果

我们用 MiMO 来估计 NGC 3532 中的双星性质。我们固定等龄线以及质量函数的参数为第 8 章中得到的最佳估计值, 只拟合双星比例、双星质比分布和场星比例。表 10.1 中所列的主序脊线被用作基准。所有的拟合结果见表 10.2。根据 emcee 采样的参数分布, 我们还将 $f_b^{0.5}$ 转换到为 $q > 0.5$ 的双星比例 $f_b^{0.5}$ 和 $q > 0.7$ 的双星比例 $f_b^{0.7}$ 供参考。

10.2.1 主样本的结果

对于主样本, 参数的概率密度分布与边缘概率分布在 10.2 中用黑线显示。 f_b 为 27%, γ_q 的值接近 0。考虑到拟合误差, 我们可以说这个星团的双星质比分布总体上是平的。 f_b 的不确定度是 ~ 0.02 或者说 $\sim 7\%$ 的相对精度, 显著优于之前的相关工作 (例如在 Clem 等 (2011) 中是 $\sim 20\%$)。

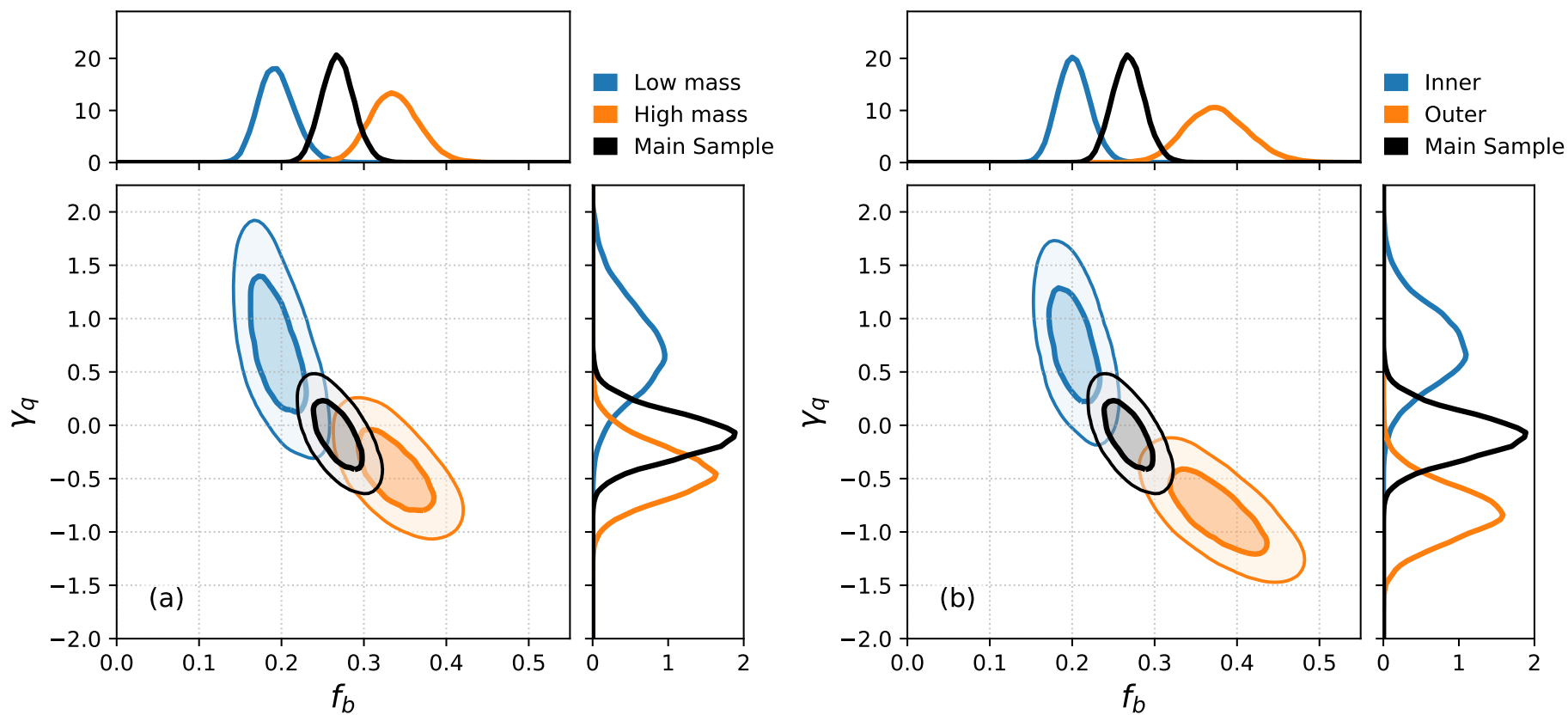


图 10.2 NGC3532 不同样本星的 f_b 和 γ_q 后验概率密度分布。每组等高线显示了从相关样本推断出的 f_b 和 γ_q 的 1σ 和 2σ 置信区间。黑色等高线在两个子图上是相同的，显示的是主样本的分布，而蓝色（橙色）等高线在子图 (a) 中显示的是这个样本中较暗（较亮）的子样本的分布，在子图 (b) 中显示的是内部（外部）子样本的结果。每个样本对应的边缘化概率密度分布也显示为顶部和右侧子图的彩色曲线。

10.2.2 双星性质对光度/质量的依赖

我们将主样本按照星等分成数量相等的两个子集。分割星等为 $G = 15.06$, 对应于 $M = 0.75M_{\odot}$, 因此这两个子样本具有不同质量范围。我们在表 10.2 和 10.2 的子图 (a) 中可以看到, 这两个子样本之间的差异是明显的。大质量的子样本有更多的双星和较负的 γ_q 值。这表明大质量子样本中有更多的小质比双星。有意思的是, 当我们检查另外两个衍生参数 $f_b^{0.5}$ 和 $f_b^{0.7}$ 时, 会发现两个样本中大质比双星的比例是很接近的。这说明 γ_q 的差异主要是由小质比的双星数量不同造成的。

表 10.2 NGC3532 的双星比例 f_b 和质比分布参数 γ_q

	N	f_b	γ_q	$f_b^{0.5}$	$f_b^{0.7}$
main sample	1403	0.267 ± 0.019	-0.10 ± 0.22	0.162 ± 0.009	0.096 ± 0.007
$G < 15.06$ mag	701	0.337 ± 0.030	-0.44 ± 0.25	0.182 ± 0.014	0.103 ± 0.010
$G > 15.06$ mag	702	0.194 ± 0.022	0.71 ± 0.44	0.143 ± 0.012	0.094 ± 0.010
$r < r_h$	701	0.201 ± 0.019	0.75 ± 0.35	0.149 ± 0.013	0.099 ± 0.010
$r > r_h$	702	0.374 ± 0.037	-0.82 ± 0.26	0.174 ± 0.013	0.092 ± 0.010

这里 $f_b^{0.5}$ 和 $f_b^{0.7}$ 代表 $q > 0.5$ 和 $q > 0.7$ 双星的比例。它们是衍生参数, 根据 f_b ($q > 0.2$) 推导得到。

10.2.3 双星性质对半径的依赖

我们接下来将主样本按拟合样本的半星数半径 $r_h = 30.35 \text{arcsec}$ (4.28pc) 分开。两个子样本的结果同样显示出明显的差异 (表 10.2 和图 10.2 中的子图 (b))。NGC 3532 的内部区域 γ_q 的拟合值较高, 这意味着在这个区域缺乏小质比的双星。另一方面, 外部区域有更多的小质比双星, 这导致外部 f_b 的值更高, γ_q 的值更负。与光度/质量相关性的情况类似, 这两个区域的大质比双星的比例 $f_b^{0.5}$ 和 $f_b^{0.7}$ 比 f_b 更接近。

综上, 我们的方法可以精确测量双星比例, 这允许我们控制条件来研究子样本。上面的子样本双星测量的精度也达到了 10%。另一个有趣的现象是, 我们可以发现双星性质明显对质量和半径的依赖性, 这得益于我们的方法能够探测到低至 $q_{\min} = 0.2$ 的极小质比双星。否则, 如果只考虑较高质比的双星, 如 $f_b^{0.5}$, 这些关系可能太弱而无法显示出来。

应该指出的是, f_b 和 γ_q 之间存在轻微的简并现象 (见图 7.2 和 10.2 中的黑

色轮廓)，这是我们模型的自然结果。由于小质比的双星和单星很难区分开，当采样到一个更大的 f_b 时，模型自然会拟合到一个更小的 γ_q ，因为此时更大的 f_b 意味着小质比双星更多。然而，正如我们在图 10.2 中看到的，子样本之间的差异是明显的，不可能归因于参数的简并。所以我们可以说这些质量和半径的依赖性都是真实的。

10.3 讨论

10.3.1 双星比例 f_b

Clem 等 (2011) 使用 B 波段和 V 波段的测光数据的颜色星等图测量了 NGC 3532 在 0.2 到 $3.0M_{\odot}$ 质量范围内的 f_b 。他们考虑单星数目在主序两侧应该相同，而双星比单星主序更红，所以主序右侧（更红）的恒星数目减去主序左侧的数目，可以作为双星数目的估计。这种方法简单而有效，避免了测量主序展宽的问题，但是缺点是无法对双星质比分布进行建模。他们发现 $f_b = 0.27 \pm 0.05$ ，这个值与我们的结果完全一致，但精度比我们 (± 0.02) 要低。这个一致性部分是巧合，因为这两项工作使用的恒星样本和质量范围不完全相同，我们只考虑了于太阳接近的质量区间。无论如何， f_b 值的一致性部分地验证了我们的测量。

考虑到我们采用的 $q_{\min} = 0.2$ 以及质量比的大致均匀分布 ($\gamma_q \sim 0$)，我们可以推断，如果把质量比非常低的双星 ($q < 0.2$) 也考虑在内， f_b^{tot} 应该是 ~ 0.32 。与大多数疏散星团相比，这个值并不大。嵌埋星团或恒星形成区里的双星比例往往超过 50% (Duchêne 等, 2013)。

对于场星的 f_b ，Raghavan 等 (2010) 发现恒星质量和 f_b 之间存在一定的相关性，质量较高的子样本有更多的双星比例，这与 NGC3532 中的趋势相同。但是，对于质量范围相似的 FGK 矮星，NGC3532 的 f_b 明显小于场星。

最近，Tian 等 (2018) 估计了 LAMOST (DR4) 观测到的 15 万颗矮星的双星比例，发现太阳型恒星的 f_b 约为 50%。Liu (2019) 利用 LAMOST 和 Gaia DR2 数据研究了太阳附近场星的双星性质。他用到恒星样本的质量范围是 0.4 到 $0.8M_{\odot}$ ，与我们 NGC3532 的小质量子样本相当。他发现在按金属丰度和恒星质量划分的各种子样本中， f_b 和 γ_q 之间存在关联。他的低 γ_q 子集 ($\gamma_q \sim 0$) 的拟合结果表明， f_b 的下限约为 0.2，这与我们的低质量子样本相似， $f_b = 0.194 \pm 0.022$ 。

简而言之，NGC3532 的双星比例是比较低的，但仍然属于正常范围。

10.3.2 双星质比分布函数的指数 γ_q

无论是潮汐捕获形成的双星还是分子云碎裂过程形成的双星，双星质比分布 \mathcal{F}_q 是双星形成模型的一个关键诊断。潮汐俘获模型预测，对于每颗主星来说，其次星的质量是从单星质量函数中随机选择的，因此 \mathcal{F}_q 反映了 \mathcal{F}_{MF} ，其中 $\gamma_q \sim \alpha_{\text{MF}}$ 。而原生双星来自分子云碎裂，其过程包含多个步骤。它假定一个双星系统首先是通过同一塌缩的分子云核心或新形成的星盘的碎裂而形成。随后，其他动力学过程，如恒星盘吸积和恒星之间的相互作用，将会影响双星的质比分布。因此，双星质比分布的最终轮廓可能与单星质量函数的形状明显不同。一般来说，我们发现 NGC3532 的质比分布是平的 ($\gamma_q \sim 0$)。即使对于 γ_q 值较低的子样本，即大质量样本的 $\gamma_q = -0.438$ ，外部区域的 $\gamma_q = -0.818$ ，它们都明显比质量函数的斜率 ($\alpha_{\text{MF}} \sim -2.35$) 更加平。所以这些结果排除了简单的潮汐捕获模型。

我们必须注意到， γ_q 的拟合误差比较大。还值得指出的是， γ_q 不是一个稳健的变量，它对拟合方法很敏感 (Reggiani 等, 2013)。考虑到这些因素，我们的 γ_q 结果也与以前的工作基本一致。例如，OB 星协中的双星 $\gamma_q \sim 0$ (Kouwenhoven 等, 2007)，而对于场星，约为太阳质量的双星 $\gamma_q = 0.25 \pm 0.29$ (Reggiani 等, 2013)，FGK 矮星 0.3 ± 0.1 ，基于金属丰度和恒星质量的各种子集 $1.0 - \sim 3.0$ (Liu, 2019)。

Fisher 等 (2005) 和 El-Badry 等 (2019) 认为，双星的质比并不符合单一幂律分布。它整体上可能是一个均匀分布或分段的幂律分布，但在 $q = 1$ 时有一个峰值。此外，Kouwenhoven 等 (2007) 也讨论了一个高斯分布。尽管如此，即使我们强制采用幂律分布的函数形式来拟合参数， γ_q 的结果仍然可以反映这种情况。对于 NGC3532 来说，这种情况可能表现在低质量或内部区域子集的情况下，这可以归因于动力学演化，这将在下一小节讨论。

10.3.3 双星对质量和半径的依赖及星团的动力学演化

在章节 10.2.2 中，我们发现了 NGC3532 的双星性质和恒星质量或者相对团中心的距离存在相关性。小质量恒星的双星更少，但 γ_q 的数值较大。同时，星团内部区域也倾向于有较少的双星，而且质比分布更陡峭，倾向于更多等质量的双星。有趣的是，这些子样本结果之间的差异只是由低质比双星的数目决定的。

前人工作发现 f_b 和 γ_q 都与恒星的金属丰度相关 (例如, Liu (2019))。不过

NGC3532 作为疏散星团，其成员具有非常接近的金属丰度，所以金属丰度的差异应该不是以上差异的原因。考虑到 NGC3532 的年龄是 400Myr，比它的弛豫时间 ~ 100 Myr 要长得多，因此经历了足够的动力学演化。似乎有理由怀疑，双星的当前性质与它们的原始状态有很大不同。因此，造成质量和半径依赖性的主要原因是星团的内部动力学演化。

星团中的相互作用可以导致双星的两种可能的结局。最激烈的一种是直接破坏双星系统。由于双星结合能 $E_b \propto qM^2$ ，一个拥有较小主星质量或较低质比的双星系统更可能被动力学交会破坏。换句话说，较高的主星质量或更大的质比有助于双星在三体交会过程中的存活下来。这可以解释我们的测量结果，即大质量子样本保留了更多的双星，而小质量子样本则失去了很多低 q 的双星。这一趋势与年轻致密星团中的结果 Kaczmarek 等 (2011) 和 Dorval 等 (2017) 一致。然而，这不一定是普遍现象，比如有研究在 α Persei 和 Praesepe 中发现了相反的趋势 (Patience 等, 2002)。

同样，我们可以直观地理解，在相互作用频繁发生的内部区域，比外部区域有更多的低 q 双星被破坏。这一现象与球状星团的观测一致 (de Grijs 等, 2013)，在中心密集区，双星的比例较小。

Parker 等 (2013) 称，质比分布的形状是恒星形成过程的结果，而非动力学演化结果。但是他们的模拟只持续了 10Myr，这对于动力学演化改变质比分布这个过程来说太短了。而 NGC3532 的各个子样本之间不同的 γ_q 是动力学对质比分布影响的有力证据。因为相互作用不仅与主星质量有关，也与质比有关，在相互作用效应积累了几亿年之后，质比分布的形状在不同的局部环境下会有区别。

经历过三体交会的双星的另一个可能结局是，双星系统仍然存在，但其中一颗伴星（通常是次星）已经被更大质量的扰动星所取代。这个过程将使得这个双星系统的 q 值变大。如果这个过程经常发生，而且在密集区域的效率更高，那么我们可以预期，在一个星团的内部区域会比其外部区域有更多的等质量双星。考虑到 NGC3532 按半径区分的两个子样本的 $f_b^{0.7}$ 几乎一致（表 10.2），这种机制在中年星团中似乎并不重要。因此，我们可以得出结论，在一个星团的早期阶段，当替换还很难被探测到时，小质比双星被瓦解可能是动力学演化的主要结果。这个推论可以用包含更广泛年龄范围的疏散星团样本来进一步验证。

10.4 小结

通过使用 Gaia EDR3 的测光数据, 我们用 MiMO 推断了 NGC3532 中双星的性质, 发现其双星比例 $f_b = 0.267 \pm 0.019$ 和质比分布指数 $\gamma_q = -0.10 \pm 0.22$ 。这些结果意味着 NGC3532 不是一个富含双星的星团, 而且其双星的质量比服从一个几乎均匀的分布。

我们进一步揭示了双星性质随恒星质量和相对团中心距离的变化。小质量的和内部区域的恒星具有较少低质量比的双星。这种相关性是内部动力学相互作用的证据, 印证了主星质量较小或质量比较低的双星由于结合能较低而更有效地被相互作用瓦解。

最后, 值得在此强调, 正是因为我们对星团的主序脊线位置和主序展宽有严格的测量, 我们才能在发现这种质量/半径的相关性。人们可能会问, 这种质量/半径的依赖性是否是疏散星团中的普遍现象, 或者动力学交会对此结果发挥了多大的作用。这需要对涵盖更广泛的质量、年龄、金属性和环境的大型疏散星团样本进行进一步研究。

第 11 章 总结与展望

在本文中，我们通过在颜色星等图上构建的包含团星和场星的混合模型 (Mixture Model of Open clusters, MiMO)，来测量疏散星团的基本参数。其中团星模型为参数化的数密度分布，使得我们不仅能测量星团的年龄、金属丰度、距离和消光，还能拟合星团的恒星质量函数、双星比例以及双星质比分布。而场星模型采用基于非参数方法利用星团周围场星而构建的经验性分布。

作为一个框架性工作，MiMO 有以下几点优势：

1. 通过建立颜色星等图上的恒星分布的数密度模型，我们可以拟合质量函数和双星的性质，而之前类似的方法是做不到的。

2. 模型建立在颜色星等图的数密度分布上，可以严格地考虑观测误差，最大限度地利用观测数据。

3. 通过多成分混合模型，我们不用预先区分各个成分的成员，而是同时建模。因此拟合样本可以包含场星污染成分，使我们免于苛刻的样本选择，而采用成员星更完备的样本。同理，双星也是作为模型成分自然纳入，这对研究小质比双星至关重要，因为预先区分单星和小质比双星几乎是不可能的。

4. 作为贝叶斯统计模型，还能自然地通过先验分布结合不同的独立测量。

5. 基于 Gaia EDR3 的测光精度，我们用模拟星团测试发现，对于一个由 1000 颗成员星组成的模拟星团，在场星污染小于 50% 的情况下，年龄、距离模数和消光的精度分别为 0.01dex、0.01mag 和 0.02mag。与以前的工作相比，有约 10 倍的改进。

6. 在考虑场星模型以后，我们能给出颜色星等图上的测光成员概率。这是独立于运动学的成员概率推断，通过对两者的比较，我们能找到一些特殊恒星的候选体，比如蓝离散星等。

7. MiMO 有很大的扩充潜力，未来可以加入其他相关的物理过程，比如恒星自转等。我们也可以将这里单星族的建模方法应用到对多星族系统上，用 MiMO 测量多星族的恒星形成历史等。

MiMO 成功解决了疏散星团研究领域最基础的问题，疏散星团基本参数的

测量。我们将 MiMO 应用到 Gaia 的测光数据上，得到了如下的结果：

一、疏散星团的参数表。

1. 我们构建了一个包含 1274 个疏散星团的参数表，包括这些团的年龄、测光金属丰度、距离、消光。

2. 测光距离与天体测量得到的距离是一致的。MiMO 得到的年龄、距离、消光等参数与之前工作（比如 D21）测量的结果总体上是一致的。而 MiMO 允许使用包含更多星团成员但同时有场星污染的样本。更大的恒星样本减少了统计误差，并通过保留更多转折点附近的成员星减少了年龄和质量函数测量的可能偏差。

3. 由于观测数据质量所限，其中有 164 个团能在质量区间 $\mathcal{M} > 0.5M_{\odot}$ 上得到可靠的质量函数测量。

二、疏散星团的恒星质量函数。我们对 164 个疏散星团的恒星质量函数的进行研究，有三点发现：

1. 疏散星团的恒星质量函数斜率随着年龄有一个明显的变平的趋势，在 500Myr 之前，疏散星团能保持它的初始质量函数，而在 500Myr 之后，团内部动力学对质量函数的影响开始显现，动力学蒸发作用使得小质量恒星更容易从星团中蒸发；

2. 疏散星团内部和外部的质量函数斜率明显不同，星团内部的斜率更陡，而外部的更平，这是质量分层的证据，大质量恒星由于两体弛豫沉到星团中心，而小质量恒星更容易获得动能而运动到星团外围；而我们也从观测上证明，质量分层比蒸发作用对质量函数的影响要更早。

3. 通过研究样本中年龄小于 100Myr 的 30 个星团，我们发现团星的初始质量函数和其出生位置离旋臂的距离有关，离旋臂越近，初始质量函数越陡，这有可能揭示了不同环境中恒星形成（机制）的差异；

三、疏散星团中的双星性质。以疏散星团 NGC3532 为例，我们对它的双星性质做了更细致的研究。由于模型等龄线和数据的不完全匹配，我们先用稳健高斯过程回归的方法测量了经验的主序脊线及其展宽，再将模型修正到主序脊线上来测量双星比例和双星质比分布。

1. 我们发现 NGC3532 中质比 $q > 0.2$ 的双星比例 $f_b = 0.267 \pm 0.019$ ，质比分布的斜率 $\gamma_q = -0.10 \pm 0.22$ 。结果显示这个星团中的双星比例比场星中略低，

且双星质比呈均匀分布。

2. 我们首次发现了双星性质对主星质量和团心距的依赖性。主星质量较小或处在星团内部区域的子样本有更少的小质比双星。这种相关性是内部动力学相互作用的证据。主星质量较小或质比较小的双星由于其较低的结合能而更容易被相互作用破坏。

值得强调的是，只有在本文对主序位置和展宽的精确测量的基础上，才有可能发现这种质量和半径依赖。否则，不精确的主序会严重影响双星比例以及质比分布的测量。在未来我们将用涵盖更广泛的年龄、金属丰度、总质量和诞生环境环境的大型疏散星团样本，来进一步分析这种质量和半径的依赖性是否是疏散星团中的普遍现象。

未来工作的展望：

一、银河系考古学。

长期以来，疏散星团一直被用作研究银河系盘结构和演化的追踪器 (Magrini 等, 2017; Cantat-Gaudin 等, 2018b)，例如旋臂的路径 (Becker 等, 1970) 和标高的演化 (van den Bergh 等, 1980)。在本文中，我们的工作提供了一个全面的星团参数表，具有精确的年龄和测光距离测定，特别适合探索银盘。利用该星团目录，我计划用疏散星团的三维分布所揭示的盘的结构，包括标高、外盘的翘曲，以及年轻星团和旋臂之间的关系；盘的演化，例如，标高的年龄依赖和年龄-金属丰度关系；通过更准确的年龄，加上金属丰度和轨道，可以从疏散星团的角度研究径向迁移。

二、MiMO 模型的扩展应用。

混合模型的优势是将多个模型成分放在统一的概率密度模型框架下描述，因此本文在颜色星等图上对单星族的建模方法可以很自然地扩展到其他波段，比如红外的颜色星等图可以更好地限制消光。MiMO 还可以应用到多星族系统中。比如说，我们可以利用 MiMO 来研究具有多个星族的球状星团或星流中各个星族及其成员星的性质，我们也可以研究测光可分辨的近邻矮星系的恒星形成历史。

参考文献

- Arenou F, Luri X, Babusiaux C, et al. Gaia Data Release 2. Catalogue validation [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2018, 616: A17. DOI: [10.1051/0004-6361/201833234](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833234).
- Balaguer-Núñez L, Jordi C, Galadí-Enríquez D, et al. New membership determination and proper motions of NGC 1817. Parametric and non-parametric approach [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2004, 426: 819-826. DOI: [10.1051/0004-6361:20041332](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20041332).
- Becker W, Fenkart R B. *Galactic Clusters and H II Regions* [J]. 1970, 38: 205.
- Bethe H A, Marshak R E. The physics of stellar interiors and stellar evolution [J/OL]. *Reports on Progress in Physics*, 1939, 6: 1-15. DOI: [10.1088/0034-4885/6/1/301](https://doi.org/10.1088/0034-4885/6/1/301).
- Bossini D, Vallenari A, Bragaglia A, et al. Age determination for 269 Gaia DR2 open clusters [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2019, 623: A108. DOI: [10.1051/0004-6361/201834693](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201834693).
- Bressan A, Marigo P, Girardi L, et al. PARSEC: Stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code [J/OL]. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2012, 427: 127-145. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2012.21948.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21948.x).
- Cantat-Gaudin T, Anders F. Clusters and mirages: Cataloguing stellar aggregates in the Milky Way [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2020, 633: A99. DOI: [10.1051/0004-6361/201936691](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201936691).
- Cantat-Gaudin T, Jordi C, Vallenari A, et al. A Gaia DR2 view of the Open Cluster population in the Milky Way [J]. arXiv:1805.08726 [astro-ph], 2018.
- Cantat-Gaudin T, Jordi C, Vallenari A, et al. A Gaia DR2 view of the open cluster population in the Milky Way [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2018, 618: A93. DOI: [10.1051/0004-6361/201833476](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833476).
- Cantat-Gaudin T, Vallenari A, Sordo R, et al. Characterising Open Clusters in the solar neighbourhood with the Tycho-Gaia Astrometric Solution [J]. arXiv:1801.10042 [astro-ph], 2018.
- Cantat-Gaudin T, Anders F, Castro-Ginard A, et al. Painting a portrait of the Galactic disc with its stellar clusters [J]. arXiv:2004.07274 [astro-ph], 2020.
- Cantat-Gaudin T, Anders F, Castro-Ginard A, et al. Painting a portrait of the Galactic disc with its stellar clusters [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2020, 640: A1. DOI: [10.1051/0004-6361/202038192](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202038192).
- Carrera R, Bragaglia A, Cantat-Gaudin T, et al. Open clusters in APOGEE and GALAH. Combining Gaia and ground-based spectroscopic surveys [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2019, 623: A80. DOI: [10.1051/0004-6361/201834546](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201834546).
- Castro-Ginard A, Jordi C, Luri X, et al. A new method for unveiling open clusters in Gaia. *New*

- nearby open clusters confirmed by DR2 [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2018, 618: A59. DOI: [10.1051/0004-6361/201833390](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833390).
- Castro-Ginard A, Jordi C, Luri X, et al. Hunting for open clusters in Gaia DR2: The Galactic anticentre [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2019, 627: A35. DOI: [10.1051/0004-6361/201935531](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201935531).
- Chabrier G. Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function [J/OL]. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 2003, 115: 763-795. DOI: [10.1086/376392](https://doi.org/10.1086/376392).
- Chandrasekhar S. An introduction to the study of stellar structure [M]. 1939.
- Chen Y, Girardi L, Fu X, et al. YBC: A stellar bolometric corrections database with variable extinction coefficients. Application to PARSEC isochrones [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2019, 632: A105. DOI: [10.1051/0004-6361/201936612](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201936612).
- Choi J, Dotter A, Conroy C, et al. Mesa Isochrones and Stellar Tracks (MIST). I. Solar-scaled Models [J/OL]. *The Astrophysical Journal*, 2016, 823: 102. DOI: [10.3847/0004-637X/823/2/102](https://doi.org/10.3847/0004-637X/823/2/102).
- Claria J J, Lapasset E. A UBV and DDO astrophysical study of the open cluster NGC 3532. [J/OL]. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1988, 235: 1129. DOI: [10.1093/mnras/235.4.1129](https://doi.org/10.1093/mnras/235.4.1129).
- Clem J L, Landolt A U, Hoard D W, et al. Deep, Wide-field CCD Photometry for the Open Cluster NGC 3532 [J/OL]. *AJ*, 2011, 141(4): 115. DOI: [10.1088/0004-6256/141/4/115](https://doi.org/10.1088/0004-6256/141/4/115).
- Collaboration G, Brown A G A, Vallenari A, et al. Gaia Data Release 1. Summary of the astrometric, photometric, and survey properties [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2016, 595: A2. DOI: [10.1051/0004-6361/201629512](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201629512).
- Collaboration G, van Leeuwen F, Vallenari A, et al. Gaia Data Release 1. Open cluster astrometry: Performance, limitations, and future prospects [J/OL]. *Astronomy & Astrophysics*, 2017, 601: A19. DOI: [10.1051/0004-6361/201730552](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201730552).
- Collaboration G, Babusiaux C, van Leeuwen F, et al. Gaia Data Release 2: Observational Hertzsprung-Russell diagrams [J]. 2018.
- Collaboration G, Brown A G A, Vallenari A, et al. Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties [J/OL]. *Astronomy & Astrophysics*, 2018, 616: A1. DOI: [10.1051/0004-6361/201833051](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833051).
- Collaboration G, Brown A G A, Vallenari A, et al. Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2018, 616: A1. DOI: [10.1051/0004-6361/201833051](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833051).
- de Grijs R, Li C, Zheng Y, et al. Gravitational conundrum? Dynamical mass segregation versus disruption of binary stars in dense stellar systems [J/OL]. *The Astrophysical Journal*, 2013, 765 (1): 4. DOI: [10.1088/0004-637X/765/1/4](https://doi.org/10.1088/0004-637X/765/1/4).

- Demarque P R, Larson R B. The Age of Galactic Cluster NGC 188. [J/OL]. The Astrophysical Journal, 1964, 140: 544. DOI: [10.1086/147948](https://doi.org/10.1086/147948).
- Dias W S, Monteiro H, Moitinho A, et al. Updated parameters of 1743 open clusters based on Gaia DR2 [J/OL]. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2021, 504: 356-371. DOI: [10.1093/mnras/stab770](https://doi.org/10.1093/mnras/stab770).
- Dias W S, Monteiro H, Moitinho A, et al. Updated parameters of 1743 open clusters based on Gaia DR2 [J]. arXiv:2103.12829 [astro-ph], 2021.
- Donor J, Frinchaboy P M, Cunha K, et al. The Open Cluster Chemical Abundances and Mapping Survey: IV. Abundances for 128 Open Clusters using SDSS/APOGEE DR16 [J/OL]. The Astronomical Journal, 2020, 159(5): 199. DOI: [10.3847/1538-3881/ab77bc](https://doi.org/10.3847/1538-3881/ab77bc).
- Dorval J, Boily C M, Moraux E, et al. Wide- and contact-binary formation in substructured young stellar clusters [J/OL]. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2017, 465: 2198-2211. DOI: [10.1093/mnras/stw2880](https://doi.org/10.1093/mnras/stw2880).
- Dotter A. MESA Isochrones and Stellar Tracks (MIST) 0: Methods for the Construction of Stellar Isochrones [J/OL]. The Astrophysical Journal Supplement Series, 2016, 222: 8. DOI: [10.3847/0067-0049/222/1/8](https://doi.org/10.3847/0067-0049/222/1/8).
- Duchêne G, Kraus A. Stellar Multiplicity [J/OL]. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 2013, 51: 269-310. DOI: [10.1146/annurev-astro-081710-102602](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-081710-102602).
- Eddington A S. The Internal Constitution of the Stars [M]. 1926.
- El-Badry K, Rix H W, Tian H, et al. Discovery of an equal-mass "twin" binary population reaching 1000+ AU separations [J]. arXiv:1906.10128 [astro-ph], 2019.
- Fisher J, Schröder K P, Smith R C. What a local sample of spectroscopic binaries can tell us about the field binary population [J/OL]. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2005, 361: 495-503. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2005.09193.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.09193.x).
- Flannery B P, Johnson B C. A statistical method for determining ages of globular clusters by fitting isochrones [J/OL]. The Astrophysical Journal, 1982, 263: 166-186. DOI: [10.1086/160492](https://doi.org/10.1086/160492).
- Fritzewski D J, Barnes S A, James D J, et al. Spectroscopic membership for the populous 300 Myr-old open cluster NGC 3532 [J/OL]. Astronomy & Astrophysics, 2019, 622: A110. DOI: [10.1051/0004-6361/201833587](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833587).
- Gaia Collaboration, Brown A G A, Vallenari A, et al. Gaia Early Data Release 3: Summary of the contents and survey properties [J]. arXiv e-prints, 2020, 2012: arXiv:2012.01533.
- Hayashi C. Stars Built on the Shell Source Model [J/OL]. Physical Review, 1949, 75: 1619-1619. DOI: [10.1103/PhysRev.75.1619](https://doi.org/10.1103/PhysRev.75.1619).
- Heggie D C. Binary evolution in stellar dynamics [J/OL]. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 1975, 173: 729-787. DOI: [10.1093/mnras/173.3.729](https://doi.org/10.1093/mnras/173.3.729).

- Heney L G, Lelevier R, Levee R D. Evolution of Main-Sequence Stars. [J/OL]. The Astrophysical Journal, 1959, 129: 2. DOI: [10.1086/146590](https://doi.org/10.1086/146590).
- Hernandez X, Valls-Gabaud D. A robust statistical estimation of the basic parameters of single stellar populations - I. Method [J/OL]. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2008, 383: 1603-1618. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2007.12668.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2007.12668.x).
- Hidalgo S L, Pietrinferni A, Cassisi S, et al. The Updated BaSTI Stellar Evolution Models and Isochrones. I. Solar-scaled Calculations [J/OL]. The Astrophysical Journal, 2018, 856: 125. DOI: [10.3847/1538-4357/aab158](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aab158).
- Holland S, Harris W E. A Photometric Study of the "Second Parameter" Globular Cluster Palomar 14 [J/OL]. The Astronomical Journal, 1992, 103: 131. DOI: [10.1086/116047](https://doi.org/10.1086/116047).
- Janes K, Adler D. Open clusters and galactic structure. [J/OL]. The Astrophysical Journal Supplement Series, 1982, 49: 425-446. DOI: [10.1086/190805](https://doi.org/10.1086/190805).
- Jeffery E J, von Hippel T, van Dyk D A, et al. A Bayesian Analysis of the Ages of Four Open Clusters [J/OL]. The Astrophysical Journal, 2016, 828: 79. DOI: [10.3847/0004-637X/828/2/79](https://doi.org/10.3847/0004-637X/828/2/79).
- Kaczmarek T, Olczak C, Pfalzner S. Evolution of the binary population in young dense star clusters [J/OL]. Astronomy and Astrophysics, 2011, 528: A144. DOI: [10.1051/0004-6361/201015233](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201015233).
- Khalaj P, Baumgardt H. The stellar mass function, binary content and radial structure of the open cluster Praesepe derived from PPMXL and SDSS data [J/OL]. 2013. DOI: [10.1093/mnras/stt1239](https://doi.org/10.1093/mnras/stt1239).
- King I. The structure of star clusters. I. an empirical density law [J/OL]. The Astronomical Journal, 1962, 67: 471. DOI: [10.1086/108756](https://doi.org/10.1086/108756).
- Kouwenhoven M B N, Brown A G A, Portegies Zwart S F, et al. The primordial binary population. II.. Recovering the binary population for intermediate mass stars in Scorpius OB2 [J/OL]. Astronomy and Astrophysics, 2007, 474: 77-104. DOI: [10.1051/0004-6361:20077719](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20077719).
- Krone-Martins A, Moitinho A. UPMASK: Unsupervised photometric membership assignment in stellar clusters [J/OL]. Astronomy & Astrophysics, 2014, 561: A57. DOI: [10.1051/0004-6361/201321143](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201321143).
- Krone-Martins A, Soubiran C, Ducourant C, et al. New membership determination and proper motions of NGC 1817. Parametric and non-parametric approach [J/OL]. Astronomy and Astrophysics, 2004, 426: 819-826. DOI: [10.1051/0004-6361:20041332](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20041332).
- Kroupa P. The Initial Mass Function of Stars: Evidence for Uniformity in Variable Systems [J/OL]. Science, 2002, 295: 82-91. DOI: [10.1126/science.1067524](https://doi.org/10.1126/science.1067524).
- Kroupa P. The Initial Mass Function of Stars: Evidence for Uniformity in Variable Systems [J/OL]. Science, 2002, 295(5552): 82-91. DOI: [10.1126/science.1067524](https://doi.org/10.1126/science.1067524).

- Kuhn M A, Feigelson E D. Mixture Models in Astronomy [J]. arXiv e-prints, 2017, 1711: arXiv:1711.11101.
- Lada C J, Lada E A. Embedded Clusters in Molecular Clouds [J/OL]. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 2003, 41: 57-115. DOI: [10.1146/annurev.astro.41.011802.094844](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.41.011802.094844).
- Li C, de Grijs R, Deng L. The exclusion of a significant range of ages in a massive star cluster [J/OL]. Nature, 2014, 516(7531): 367-369. DOI: [10.1038/nature13969](https://doi.org/10.1038/nature13969).
- Li L, Shao Z, Li Z Z, et al. Modeling Unresolved Binaries of Open Clusters in the Color-Magnitude Diagram. I. Method and Application of NGC 3532 [J/OL]. The Astrophysical Journal, 2020, 901: 49. DOI: [10.3847/1538-4357/abaef3](https://doi.org/10.3847/1538-4357/abaef3).
- Li Z Z, Qian Y Z, Han J, et al. A Versatile and Accurate Method for Halo Mass Determination from Phase-space Distribution of Satellite Galaxies [J/OL]. The Astrophysical Journal, 2019, 886: 69. DOI: [10.3847/1538-4357/ab4f6d](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab4f6d).
- Li Z Z, Li L, Shao Z. Robust Gaussian process regression based on iterative trimming [J/OL]. Astronomy and Computing, Volume 36, article id. 100483., 2021, 36: 100483. DOI: [10.1016/j.ascom.2021.100483](https://doi.org/10.1016/j.ascom.2021.100483).
- Lindgren L, Bastian U, Biermann M, et al. Gaia Early Data Release 3. Parallax bias versus magnitude, colour, and position [J/OL]. Astronomy and Astrophysics, 2021, 649: A4. DOI: [10.1051/0004-6361/202039653](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039653).
- Liu C. Smoking Gun of the Dynamical Processing of the Solar-type Field Binary Stars [J]. arXiv e-prints, 2019: arXiv:1907.02250.
- Liu L, Pang X. A catalog of newly identified star clusters in GAIA DR2 [J]. arXiv:1910.12600 [astro-ph], 2019.
- Luri X, Torra J, Figueras F. The proximity parameter [J]. Astronomy and Astrophysics, 1992, 259 (1): 382-385.
- Magrini L, Randich S, Kordopatis G, et al. The Gaia-ESO Survey: Radial distribution of abundances in the Galactic disc from open clusters and young field stars [J/OL]. Astronomy & Astrophysics, 2017, 603: A2. DOI: [10.1051/0004-6361/201630294](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201630294).
- Marigo P, Girardi L, Bressan A, et al. A New Generation of PARSEC-COLIBRI Stellar Isochrones Including the TP-AGB Phase [J/OL]. The Astrophysical Journal, 2017, 835: 77. DOI: [10.3847/1538-4357/835/1/77](https://doi.org/10.3847/1538-4357/835/1/77).
- Monteiro H, Dias W S, Caetano T C. Fitting isochrones to open cluster photometric data. A new global optimization tool [J/OL]. Astronomy and Astrophysics, 2010, 516: A2. DOI: [10.1051/0004-6361/200913677](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200913677).
- Monteiro H, Dias W S, Moitinho A, et al. Fundamental parameters for 45 open clusters with Gaia

- DR2, an improved extinction correction and a metallicity gradient prior [J/OL]. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2020, 499: 1874-1889. DOI: [10.1093/mnras/staa2983](https://doi.org/10.1093/mnras/staa2983).
- Monteiro H, Barros D A, Dias W S, et al. The distribution of open clusters in the Galaxy [J]. arXiv:2104.00134 [astro-ph], 2021.
- Naylor T, Jeffries R D. A maximum-likelihood method for fitting colour-magnitude diagrams [J/OL]. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2006, 373: 1251-1263. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2006.11099.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.11099.x).
- Netopil M, Paunzen E, Heiter U, et al. On the metallicity of open clusters. III. Homogenised sample [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2016, 585: A150. DOI: [10.1051/0004-6361/201526370](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201526370).
- Parker R J, Reggiani M M. The binary companion mass ratio distribution: An imprint of the star formation process? [J/OL]. *MNRAS*, 2013, 432(3): 2378-2384. DOI: [10.1093/mnras/stt600](https://doi.org/10.1093/mnras/stt600).
- Patience J, Ghez A M, Reid I N, et al. A High Angular Resolution Multiplicity Survey of the Open Clusters α Persei and Praesepe [J/OL]. *The Astronomical Journal*, 2002, 123: 1570-1602. DOI: [10.1086/338431](https://doi.org/10.1086/338431).
- Pera M S, Perren G I, Moitinho A, et al. pyUPMASK: An improved unsupervised clustering algorithm [J]. arXiv:2101.01660 [astro-ph], 2021.
- Perren G I, Vázquez R A, Piatti A E. ASteCA: Automated Stellar Cluster Analysis [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2015, 576: A6. DOI: [10.1051/0004-6361/201424946](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201424946).
- Raghavan D, McAlister H A, Henry T J, et al. A Survey of Stellar Families: Multiplicity of Solar-type Stars [J/OL]. *ApJS*, 2010, 190(1): 1-42. DOI: [10.1088/0067-0049/190/1/1](https://doi.org/10.1088/0067-0049/190/1/1).
- Randich S, Tognelli E, Jackson R, et al. The Gaia-ESO Survey: Open clusters in Gaia-DR1 - a way forward to stellar age calibration [J]. arXiv:1711.07699 [astro-ph], 2017.
- Reggiani M, Meyer M R. Universality of the companion mass-ratio distribution [J/OL]. *A&A*, 2013, 553: A124. DOI: [10.1051/0004-6361/201321631](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201321631).
- Riello M, De Angeli F, Evans D W, et al. Gaia Early Data Release 3. Photometric content and validation [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2021, 649: A3. DOI: [10.1051/0004-6361/202039587](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039587).
- Roberts L C, Jr., Gies D R, Parks J R, et al. The Membership and Distance of the Open Cluster Collinder 419 [J/OL]. *The Astronomical Journal*, 2010, 140: 744-752. DOI: [10.1088/0004-6256/140/3/744](https://doi.org/10.1088/0004-6256/140/3/744).
- Salpeter E E. The Luminosity Function and Stellar Evolution. [J/OL]. *The Astrophysical Journal*, 1955, 121: 161. DOI: [10.1086/145971](https://doi.org/10.1086/145971).
- Sandage A. The Ages of M67, NGC 188, M3, M5, and M13 According to Hoyle's 1959 Models. [J/OL]. *The Astrophysical Journal*, 1962, 135: 349. DOI: [10.1086/147275](https://doi.org/10.1086/147275).

- Sandage A, Eggen O J. Isochrones, Ages, Curves of Evolutionary Deviation, and the Composite C-M Diagram for Old Galactic Clusters [J/OL]. *The Astrophysical Journal*, 1969, 158: 685. DOI: [10.1086/150229](https://doi.org/10.1086/150229).
- Sanders W L. An improved method for computing membership probabilities in open clusters. [J]. *Astronomy and Astrophysics*, 1971, 14: 226.
- Sarro L M, Bouy H, Berihuete A, et al. Cluster membership probabilities from proper motions and multi-wavelength photometric catalogues. I. Method and application to the Pleiades cluster [J/OL]. *Astronomy and Astrophysics*, 2014, 563: A45. DOI: [10.1051/0004-6361/201322413](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201322413).
- Sartoretti P, Katz D, Cropper M, et al. Gaia Data Release 2: Processing the spectroscopic data [J]. arXiv:1804.09371 [astro-ph], 2018.
- Shao Z, Li L. Gaia Parallax of Milky Way Globular Clusters - A Solution of Mixture Model [J/OL]. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2019: 2241. DOI: [10.1093/mnras/stz2317](https://doi.org/10.1093/mnras/stz2317).
- Skilling J. Nested Sampling [J/OL]. 2004, 735: 395-405. DOI: [10.1063/1.1835238](https://doi.org/10.1063/1.1835238).
- Skilling J. Nested sampling for general Bayesian computation [J/OL]. *Bayesian Analysis*, 2006, 1 (4): 833-859. DOI: [10.1214/06-BA127](https://doi.org/10.1214/06-BA127).
- Spada F, Demarque P, Kim Y C, et al. The Yale-Potsdam Stellar Isochrones [J/OL]. *The Astrophysical Journal*, 2017, 838: 161. DOI: [10.3847/1538-4357/aa661d](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa661d).
- Speagle J S. DYNESTY: A dynamic nested sampling package for estimating Bayesian posteriors and evidences [J/OL]. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2020, 493: 3132-3158. DOI: [10.1093/mnras/staa278](https://doi.org/10.1093/mnras/staa278).
- Spina L, Ting Y S, De Silva G M, et al. The GALAH survey: Tracing the Galactic disc with open clusters [J/OL]. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2021, 503: 3279-3296. DOI: [10.1093/mnras/stab471](https://doi.org/10.1093/mnras/stab471).
- Tadross A L. Morphological analysis of open clusters' properties. I. Properties' estimations [J/OL]. *New Astronomy*, 2001, 6: 293-306. DOI: [10.1016/S1384-1076\(01\)00061-6](https://doi.org/10.1016/S1384-1076(01)00061-6).
- Tian Z J, Liu X W, Yuan H B, et al. Binary Star Fractions from the LAMOST DR4 [J/OL]. *RAA*, 2018, 18(5): 052. DOI: [10.1088/1674-4527/18/5/52](https://doi.org/10.1088/1674-4527/18/5/52).
- Tolstoy E, Saha A. The Interpretation of Color-Magnitude Diagrams through Numerical Simulation and Bayesian Inference [J/OL]. *The Astrophysical Journal*, 1996, 462: 672. DOI: [10.1086/177181](https://doi.org/10.1086/177181).
- van den Bergh S, McClure R D. Galactic distribution of the oldest open clusters. [J]. *Astronomy and Astrophysics*, 1980, 88: 360-362.
- Vasiliev E. Proper motions and dynamics of the Milky Way globular cluster system from Gaia DR2 [J]. arXiv:1807.09775 [astro-ph], 2018.

- Vasiliev E. AGAMA: Action-based galaxy modelling architecture [J/OL]. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2019, 482: 1525-1544. DOI: [10.1093/mnras/sty2672](https://doi.org/10.1093/mnras/sty2672).
- von Hippel T, Jefferys W H, Scott J, et al. Inverting Color-Magnitude Diagrams to Access Precise Star Cluster Parameters: A Bayesian Approach [J/OL]. The Astrophysical Journal, 2006, 645: 1436-1447. DOI: [10.1086/504369](https://doi.org/10.1086/504369).
- Zhao J L, He Y P. An improved method for membership determination of stellar clusters with proper motions with different accuracies. [J]. Astronomy and Astrophysics, 1990, 237: 54.

致 谢

在上海天文台学习的这七年，是我人生中最快乐的时光，没有之一。而这一切最深的感谢都要献给我的导师邵正义研究员。邵老师不仅是一位导师、还是一位挚友。他学识渊博，非常尊重我的独立思考，引领我一起探索。他既 push，督促我要勤奋，同时又放养，鼓励我自由探索。更重要的是，他办公室的门随时都开着，我在任何时候都能得到非常及时的帮助和支持。正是邵老师在这几年对我的培养中给我学术上的督促、自由、平等以及无条件的支持，我才能学会怎样在对一个问题钻研得深，追问得细致的同时保持对其他领域的兴趣。当我遇到失败和挫折，怀疑和沮丧，邵老师总是耐心地在他办公室把我拉起来，当我在科研中玩得太开心任性，跑得太远，邵老师还得一边忍受作为一只”和老板吵架第一名”的刺豚鱼的我，一边费心费力把我拉回正题，推着我向前，写完这些论文，完成这个博士学位。邵老师点燃并保护了我对科研的热爱，而这种对一件事情的热爱是如此珍贵，我们只有足够幸运才能找到它，用来对抗人生的虚无。在生活中，邵老师永远保持着非常年轻开放的心态，我可以不用有任何顾忌地和他分享好玩的、寻求建议、讨论任何问题。他是这个世界上我最信任的长辈和朋友。写下的文字总是苍白，任何语言都不足以用来感激他对我的任何一点付出。谢谢你邵老师，这几年，和你玩得非常开心！我将过去，现在以及将来在学术上的所有成绩都献给你。

感谢我的合作导师陈力研究员。陈老师非常有耐心，曾经一篇文章领着我读了四五遍，直到我读懂。是他带领我认识了疏散星团，并在最初给了我这个课题。感谢赵东海研究员在最初给我在天文台实习的机会，我才有勇气从深圳辞职来上海追求学术理想。感谢我们组的每一位老师，侯金良研究员、沈世银研究员、常瑞香研究员、Rafael de Souza 研究员、钟靖博士、尹君博士、刘成则博士、袁方婷博士和富坚博士，非常幸福能在这样一个包容、支持、温馨的学术原生家庭里学习和成长。组会上和沈老师抢过的黑板，和大家吃过的中饭以及饭后和钟老师在光启公园的遛弯，都是博士期间最美好的回忆。

感谢刘超研究员、陈文屏教授和钱永忠教授，这三位老师不仅给过我太多学术上的指导，还耐心聆听我学术以外的困惑。你们从我入学到毕业，见证了我的

成长。感谢卞毓麟老师，对我做天文科普给予了极大的鼓励和帮助。感谢 Daisuke Kawata 教授作为我的推荐人，给我的鼓励和职业发展方面的帮助。感谢 Avishai Dekel 教授以及国科大博士联合培养项目资助我最后一年在耶路撒冷希伯来大学的访问。感谢黄崧博士，在我本科的时候帮助我学习天体物理，以及在我读博期间帮助并教我怎样推广自己的工作，让我收获了很多意想不到的关注。感谢李程远教授作为一个榜样和朋友给我的指导和激励。感谢郭恒潇博士、杜敏博士、李智博士、吕建伟博士、张潮力博士、俞锦程博士、冯帅博士、秦雨静博士、居梦婷、刘蓉蓉、张茜、张瑶等师兄及好友给我的陪伴和帮助。尤其感谢潘翠云作为答辩秘书帮我处理各种毕业事宜。

感谢我的外公陈述，他是一名普通的科技工作者，从小不放过任何机会给我科学启蒙教育。我永远记得小时候那些他带我做实验讲授科学的瞬间，外公要是能知道我读到了博士，一定会很高兴。

还有一个特别的感谢给格林尼治天文台，和 RAS 的副主任 Robert M. Massey 博士。16 年前一个偶然的念头，我给北欧某个圣诞老人邮局寄了一封信，许愿说圣诞节想要一个来自天文学家的礼物。过了几个月，收到了一个来自英国格林尼治天文台的信封，里面有一个活动星图，有一本恒星演化的科普书和一封回信。这些礼物就是 Massey 博士寄给我的。有意思的是，16 年后的今天，在完成博士论文之际，我找到了他的研究，发现他研究的是猎户座的恒星形成区 M42，再回看我在引言中引用诗经里那句诗，“嘒彼小星，维参与昴”，多有趣的缘份，他研究的是参，我研究的是昴。感谢他在我心里种下了一颗想要学习天文的种子，回顾这一路走来，这一封信是一个起点。

作为一名想学习理科的女性，不可避免，受到过来自家里以及周围的一些阻力，感谢高中时代的好友赵炜博士在那些需要努力抵抗的日子里给我的支持。还感谢那些女性科学家，尤其是郝蕾研究员、符晓婷博士、王文婷博士作为榜样给我力量。

最后感谢我的爱人，李昭洲博士。结婚七年，我们是彼此最好的朋友，相互独立，又紧紧依恋相互支持。感谢在漫漫长夜中，有你相依为命。

作者简介及攻读学位期间发表的学术论文与研究成果

作者简介:

李璐, 湖南省益阳市人, 1988 年出生, 中国科学院上海天文台博士研究生。

已发表的学术论文:

发表论文共 9 篇。

一作及共同通讯作者: 4 篇, 包括 2 篇 ApJ, 1 篇 Astronomy and Computing, 和 1 篇统计学顶级会议 JSM 会议论文。二作 1 篇, 其他合作 4 篇。

1. MiMO: Mixture Model for Open Clusters in Color-Magnitude Diagrams
Li L., Shao Z., 2022 ApJ, 930, 44
2. Dynamical interaction in the stellar cluster – Evidence from binaries of NGC3532
Li L., Shao Z., Li Z.-Z., 2021, JSM proceedings, 2021.317202
3. Robust Gaussian process regression based on iterative trimming
Li Z.-Z., Li L.*, Shao Z., 2021, Astronomy and Computing, 36, 100483
4. Modeling Unresolved Binaries of Open Clusters in the Color-Magnitude Diagram. I. Method and Application of NGC 3532
Li L., Shao Z., Li Z.-Z., Yu J., Zhong J., Chen L., 2020, ApJ, 901, 49
5. Unveiling the Hierarchical Structure of Open Star Clusters: The Perseus Double Cluster
Yu H., Shao Z., Diaferio A., Li L., 2020, ApJ, 899, 144
6. Exploring open cluster properties with Gaia and LAMOST
Zhong J., Chen L., Wu D., Li L., Bai L., Hou J., 2020, A&A, 640, A127
7. Gaia parallax of Milky Way globular clusters - A solution of mixture model
Shao Z., Li L., 2019, MNRAS, 489, 3093
8. Revealing the Complicated Story of the Cetus Stream with StarGO
Yuan Z., Smith M. C., Xue X.-X., Li J., Liu C., Wang Y., Li L., Chang J., 2019, ApJ, 881, 164
9. Substructure and halo population of Double Cluster η and χ Persei

Zhong J., Chen L., Kouwenhoven M. B. N., **Li L.**, Shao Z., Hou J., 2019, A&A, 624, A34

博士在读期间获奖情况：

1. 2021.10 获得中国科学院大学博士联合培养项目资助赴以色列希伯来大学访问
2. 2021.08 美国统计学学会评选的 2021 年度最佳天文统计学学生论文奖 finalist
3. 2020.10 研究生国家奖学金
4. 2020.10 入选美国天文学会论文精选作者访谈系列