

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2017.02.02

太阳邻域晕流的研究进展

梁熙龙^{1,2}, 赵景昆¹, 陈玉琴¹, 赵刚^{1,2}

(1. 中国科学院 光学天文重点实验室 (国家天文台), 北京 100012; 2. 中国科学院大学 天文与空间科学学院, 北京 100049)

摘要: 来自银河系晕的恒星星流在流经太阳邻域时有可能被探测到, 它们仍然保留着其诞生时的某些信息。研究太阳邻域的晕流对于理解银河系的形成和演化具有重要意义。简要回顾了太阳邻域晕流研究的发展历程, 介绍了晕流探测及其成员星证认方法; 总结了近年来晕流成员星观测及其起源的研究进展; 详细介绍了如何利用数值模拟和化学丰度分析太阳邻域晕流的起源; 最后讨论了 LAMOST 和 GAIA 在晕流研究方面的前景。

关键词: 恒星星流; 晕流; 元素丰度

中图分类号: P152.4 **文献标识码:** A

1 引言

星系的形成和演化是现代天体物理学最重要的前沿课题之一。根据 Λ 冷暗物质宇宙模型 (Λ CDM), 并合无处不在, 且理应在类似银河系的星系中留有痕迹^[1, 2]。银河系在并合过程中, 吸积、吞并了许多外来 (矮) 星系和星团, 它们通过潮汐相互作用瓦解成星流。但是经过几十亿年的演化, 在太阳邻域内, 很难在位置空间看到明显成团的星流^[3]。星流 (stellar stream) 是指具有共同运动学特征的一群恒星, 因其在空间中呈现长条形水流状分布得名。星流的成员星都源自同一个母源, 它们在参数 (如位置、速度、元素丰度) 空间中会呈现与原星系场星不同的共性特征。星流主要有两个来源: 一个是由星系的棒或旋臂引起的动力学流; 另一个是潮汐的碎片, 来自比较大的星系对其卫星星系的吸积, 或是来自被潮汐力瓦解并拉出其轨道的球状星团。本文主要讨论流经太阳邻域的来自银河系晕的潮汐流。

随着观测和理论工作的不断进展, 研究人员对银河系形成机制的研究越来越深入。1962 年, Eggen 等人发现太阳邻域恒星的轨道偏心率与金属丰度之间存在相关性, 并提出银河系形成的快坍缩模型^[4]。他们认为银河系是由一个近球状的、巨大的原星系云引力坍缩形成

收稿日期: 2016-10-08; 修回日期: 2016-11-28

资助项目: 国家自然科学基金 (U1431106, 11390371, 11625313, 11233004); 973 项目 (2014CB845701/03)

通讯作者: 赵景昆, zjk@bao.ac.cn

的。1978 年, Searle 和 Zinn 发现银河系外晕里的球状星团没有金属丰度梯度, 却存在年龄上的弥散^[5], 于是提出银河系是通过一个缓慢的、较混乱的过程形成的: 通过逐渐地并合、吸积相互独立的质量碎块, 由小到大逐步增长而成(由小到大形成图像)。2000 年, Chiba 和 Beers 发现银晕的密度分布从内部相对扁平渐变为外部球状分布, 且盘上方存在连续的逆转成分, 由小到大形成图像不能解释这些现象^[6]。其后出现宇宙学“并合树”的星系版(层级形成图像)^[7-12]。从那以后, 层级形成图像预言的暗物质与恒星丰富的、有结构的相空间分布的有关证据不断涌现。

本文第 2 章介绍太阳邻域晕流的探测, 具体讲述如何在太阳邻域证认晕流; 第 3 章介绍如何利用数值模拟和化学成分研究晕流, 通过分析晕流元素丰度, 能确定晕流的一些性质, 进而可对晕流的前身做一些推测, 此外还简介了晕流起源于非对称势的新的可能性; 第 4 章进行简单的总结和展望。

2 太阳邻域晕流探测

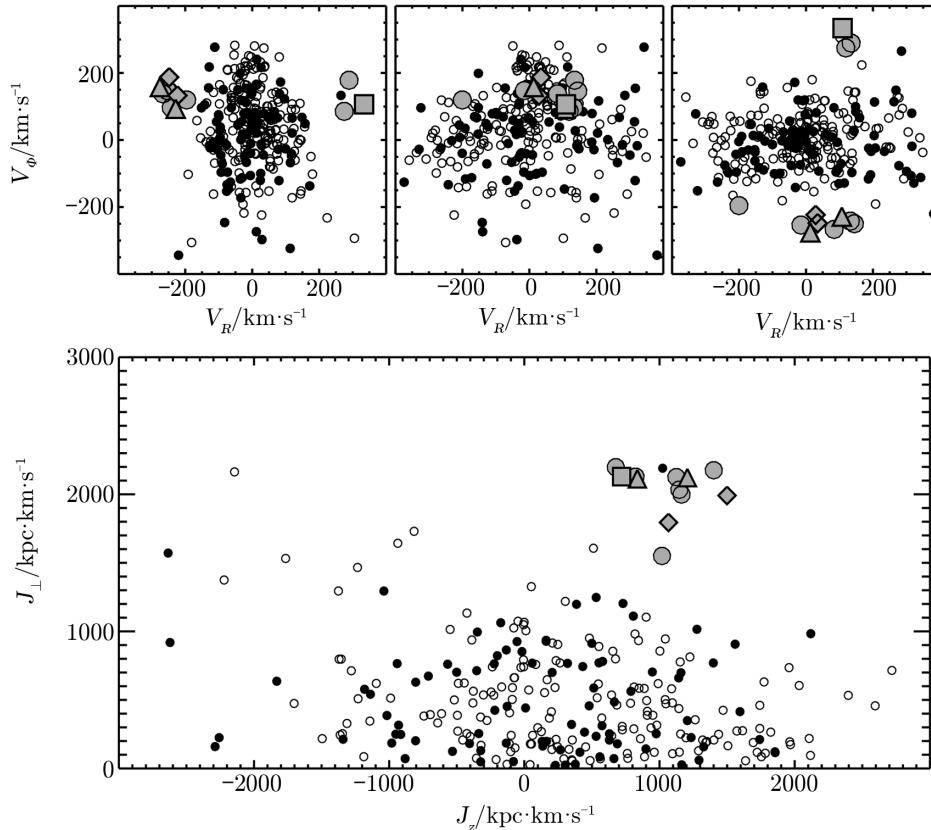
1999 年, Helmi 等人^[1]率先通过概率定义太阳邻域晕流的成员。从大样本数据中寻找晕流时, 人们主要关注的是统计上探测到晕流, 而不是具体去确认哪些恒星属于晕流。晕流搜寻策略通常是在相空间(运动积分-角动量、空间位置-速度)寻找过密区。选定晕流的成员后再用金属丰度、其他元素丰度之类的数据去研究其性质, 讨论其是否为已知的晕流或是新发现的晕流候选体。当具体研究某一晕流时, 多数是根据运动学参数定义晕流成员。常用的坐标系是以局部静止标准参考系(LSR)为原点建立的直角坐标系, 轴 x 指向银心, 轴 y 指向 LSR 绕银心转动方向, 轴 z 指向北银极方向, 3 个速度分量为 (U, V, W) 。也有人使用柱坐标系, 3 个速度分量分别为径向速度 V_R , 垂向速度 V_z 和切向速度 V_ϕ 。一般先从观测上发现某种可能的子结构, 然后在参数空间中把它与某种银河系模型的恒星预期分布进行比较, 再以统计的方法验证其在理论上的合理性。

Helmi 等人^[1]首次利用样本的熵来研究晕星中的子结构。他们利用 Hipparcos 卫星的高质量自行和视差数据, 构建了近邻晕星精确的三维速度分布, 利用熵成功地从样本中发现了 H99 晕流。他们的样本由距太阳 1 kpc 范围内的 97 颗贫金属 $([Fe/H] \leq -1.6)$ 红巨星和天琴 RR 变星构成。他们定义熵为:

$$S = - \sum_i \frac{N_i}{N} \lg \frac{N_i A_p}{N} \quad (1)$$

其中, A_p 是元素的配分数, N 是恒星总数, N_i 表示每种元素包含的恒星数目。若存在子结构, 那么测到的熵将小于平滑分布的熵, 且依赖于具体的配分细节。对任何找到的子结构都需要计算它的显著度。他们通过蒙特卡罗(Monte Carlo, MC)模拟来测试样本的动力学是否满足多变量高斯分布。经分析发现, 多变量高斯分布不能精确地描述太阳邻域晕星的速度分布情况。为了分析导致样本数据不平滑分布的原因, 在相空间 $(J_z, J_\perp = \sqrt{J_x^2 + J_y^2})$ 里观察样本恒星的分布。其中 J_z 是角动量 J 的 z 分量, J_\perp 是 J 在 $x-y$ 平面的分量, 它起着总角动

量 $|J|$ 的作用, 它们与能量 E 一起构成哈密顿力学里 3 个经典的运动积分。如图 1 所示, 上边 3 个子图描述的是在柱坐标系下普通的速度空间里的分布情况, 下边子图描述的则是经变换得到的 (J_z, J_\perp) 空间里的分布图。Helmi 等人发现在 (J_z, J_\perp) 平面内子结构更好辨认。在 $J_\perp \leq 1\,000 \text{ kpc}\cdot\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ 且 $|J_z| \leq 1\,000 \text{ kpc}\cdot\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ 区域里分布相对较为平滑, 恒星的角动量相对较低且各个倾斜角度都有; 相反, 当 $J_\perp > 1\,000 \text{ kpc}\cdot\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ 时, 只有少量恒星沿低倾角的逆行轨道运行, 而极轨道上则没有恒星, 而且在顺行的高度倾斜的轨道上有明显的团块, 通过计算显著度确定该团块结构确实存在。

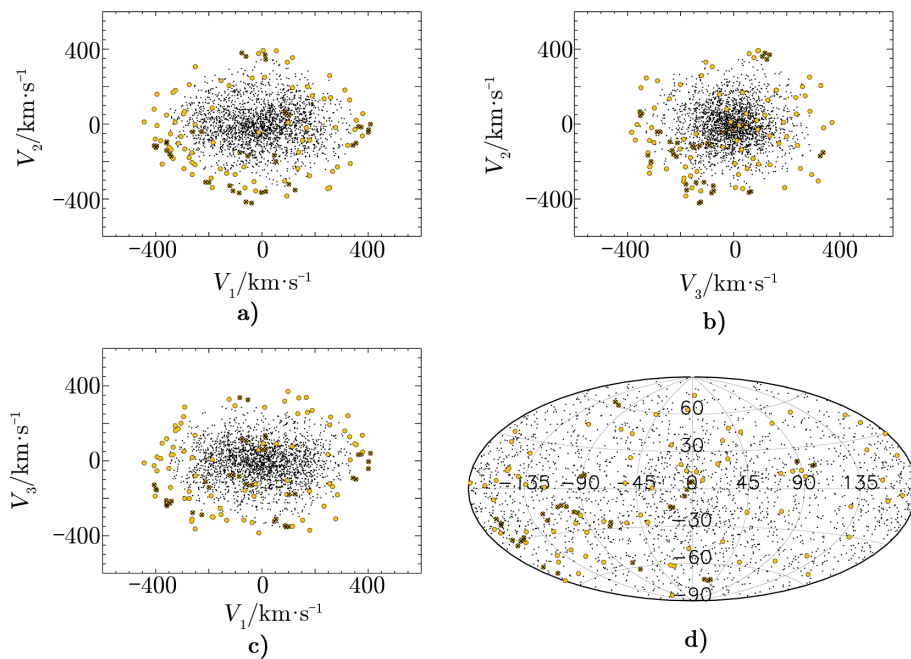


注: 为了突出找到的子结构候选体, 采用灰色符号将它们标记出来: 其中三角形表示距离 $> 1 \text{ kpc}$ 的富金属巨星, 菱形表示距离 $\leq 1 \text{ kpc}$ 的富金属巨星, 正方形表示距离 $> 1 \text{ kpc}$ 的贫金属巨星, 圆形表示距离 $\leq 1 \text{ kpc}$ 的贫金属巨星。

图 1 近邻晕星在速度空间和 (J_z, J_\perp) 平面内的分布图^[1]

Fiorentin 等人^[13] 找到一个可信度水平为 1σ 的晕流, 其运动性质与 H99 有点相似。与 Helmi 等人采用的方法不同, 他们使用两点相关函数来确定子结构, 而且他们主要关注高速运动的恒星。从 Beers 等人在 2000 年发表的 2 016 颗贫金属星表^[14] 中, 他们选取太阳邻域晕星样本 ($[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.5$), 然后分别从三维速度空间 (U, V, W) 和二维角度空间 (ϕ, θ) 观察样本的速度分布。如图 2 所示, 速度分布看起来比较平滑而且与 Gaussian Schwarzschild 分

布不矛盾。但是用平滑的分布却无法再现那些运动最快的天体，所有恒星中速度前 5% 的恒星有成团现象，而且它们的分布具有高度的各向异性。他们对数据进行了两个不同的统计测试，为得到显著度又把结果和相应的 MC 模拟的结果作比较。第一个测试包括量化大尺度各向异性，结果发现朝向 $SGP(\theta \approx -90^\circ)$ 运动的恒星很少，而朝向 $\theta \approx 90^\circ$ 运动的恒星过多。该结果排除了银河系暗晕扁平或球状的外形，而支持 Helmi 和 zeeuw 于 2000 年^[15]提出的拉长的质量分布。为了量化运动子结构导致的相对平滑高斯分布的偏离，他们使用了两点相关函数： $\xi = \frac{\langle DD \rangle}{\langle RR \rangle} - 1$ ，其中 $\langle DD \rangle$ 是速度差别小于一个给定值的恒星对的数目， $\langle RR \rangle$ 的定义为：从由数据组拟合得到的多变量高斯分布上提取的随机点的数目，与预期的误差做卷积得到，而误差取的是经 100 次 MC 实现平均后的平均值。最后他们把结果与层级宇宙中的高分辨率暗物质晕模拟的结果作对比，看起来是一致的。



注：这些粒子位于以距离银心 8 kpc 为中心的半径为 2 kpc 的球内。a)—c) 图是其在速度空间的投影，d) 图给出的是速度的方向。其中橙色实圈表示 5% 最高能的粒子，而叉号表示速度差值小于 $42 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 的子集。

图 2 Fiorentin 等人给出的一次 CDM 模拟中的 2 348 个暗物质粒子的分布图^[13]

晕流在速度相空间里不容易辨认，所以 2006 年 Helmi 等人^[16]提出了更好的晕流探测途径。Demargue 等人在之前就已经发现，由能量 E 、角动量 J_z 、 $J_\perp = (J_x^2 + J_y^2)^{1/2}$ 或 $|J|$ 构成的空间很适合证认扰动星系的碎片^[17]。由于总角动量并不是真正的守恒量，它只是近似等于第三运动积分，所以他们进而提出了使用由近心点、远心点和角动量 J_z (APJ) 构造的空间。他们在做数值模拟时发现，拥有同一前身系统的恒星在它们的轨道参数间应该有明显的相关性。恒星样本用的是 Nordström 等人出版的星表 (N04)，APJ 空间里，这些恒星会在等

离心率的区域附近成团。在 APJ 空间里, N04 的恒星会展现出丰富的子结构, 虽然大多数恒星和动力学扰动有关, 但是和吸积相关的恒星也不少。在卫星扰动的数值模拟中, 他们发现具有相似轨道离心率的恒星群在 (U, V) 平面里呈香蕉状分布, 而模拟粒子高度地混合时 U 和 W 会对称地分布。此外, 和动力学流相关的子结构与卫星碎片的速度分布明显不同。经过了 8 Ga 演化, 在 APJ 空间里, 与过去并合相关的子结构仍保持相对完整, 扰动卫星留下的痕迹间基本上还保持一致性。他们也进行了 MC 模拟和统计分析, 并发现 10 个过密区, 然后又分析了过密区的金属丰度, 最后他们推断这些过密区分属 3 个不同的群体。

2007 年, Kepley 等人^[18]提出了一个新的平滑晕的模型, 该模型可以用来测试银晕是否存在子结构。与 Helmi 等人的熵测试和 Fiorentin 等人的两点相关函数不同, Kepley 等人使用 Shapiro-Wilk test^[19]来测试相对正态分布的偏离。他们从太阳邻域 2.5 kpc 范围内选取 231 颗红巨星、天琴 RR 变星和红水平支星组成贫金属晕星样本 ($[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.0$), 同时从多个数据源得到样本恒星的位置距离和速度参数, 并详细计算了它们的误差。他们认证了 H99 的存在, 并发现它们在 z 方向确实有双峰的速度分布。通过对 H99 的 V_z 数据进行测试验证了新方法的可行性, 他们发现若只依靠视向速度发现 H99, 就需要很大的样本。Kepley 等人分析了 Chiba 和 Beers 等人^[6]没能发现更多的 H99 成员的原因, 还根据他们的例子得出了一个结论: 在认证晕流的成员时, 只看角动量图是不够的, 还应观察速度图。他们使用 H99 的速度分布估计其年龄, 推测它的前身大约是在 6~9 Ga 前被吸积的。其 $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ 和 $[\text{H}\alpha/\text{Fe}]$ 的丰度表明形成其成员星的气体主要通过 II 型超新星爆发增丰。除了 H99 外, 他们还发现了两个离群体, 其中逆行离群体很可能是某个晕流的成员, 而顺行离群体可能只是银晕里场星的一部分, 如图 3 所示。

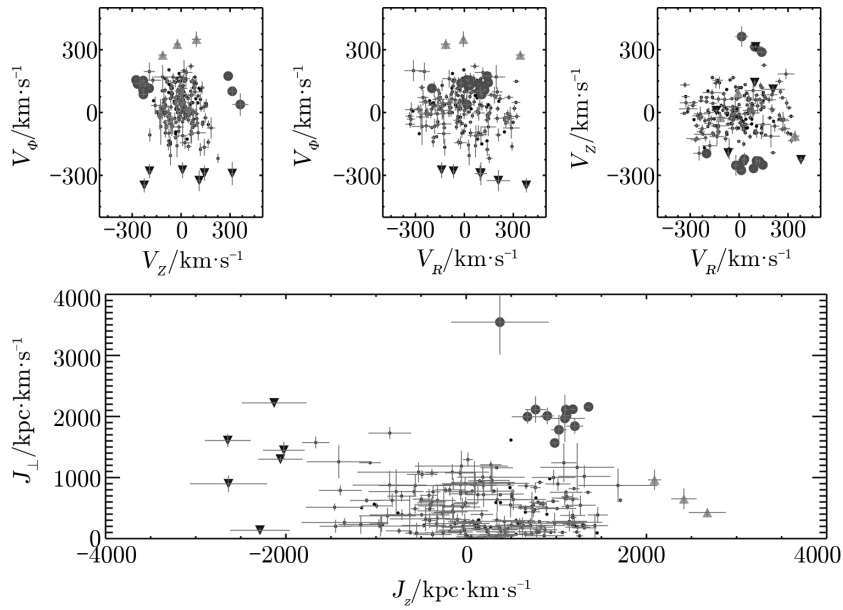
2007 年, Dettbarn 等人^[20]采用一种新的相空间坐标寻找晕流, 他们也是从 Beers 的贫金属星表里选取样本 ($[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1$)。他们探测晕流的策略是, 在 $(\nu, V_{az}, V_{\Delta E})$ 空间里寻找基本在同一条轨道上的恒星群体。具体是先把样本按照恒星轨道的倾角分为几个子群, 然后在每一个 ν 切片里, 从 $(V_{az}, V_{\Delta E})$ 空间里找过密区, 图 4 是一个 ν 切片在 $(V_{az}, V_{\Delta E})$ 空间里经小波变换后的图。其中:

$$\nu = \arctan\left(\frac{V + V_{\text{LSR}}}{W}\right), \quad (2)$$

$$V_{az} = \begin{cases} \sqrt{(V + V_{\text{LSR}})^2 + W^2} & \nu \leq 180^\circ \\ -\sqrt{(V + V_{\text{LSR}})^2 + W^2} & \nu > 180^\circ \end{cases}, \quad (3)$$

$$V_{\Delta E} = \begin{cases} \sqrt{2(V_{\text{LSR}} - V_{az})^2 + U^2} & \nu \leq 180^\circ \\ -\sqrt{2(V_{\text{LSR}})^2 + U^2} & \nu > 180^\circ \end{cases}. \quad (4)$$

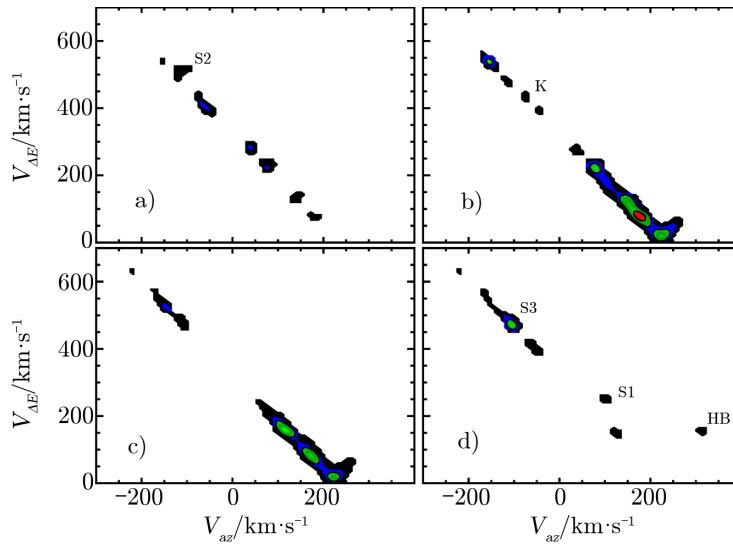
其中, ν 是轨道面与轴 z 的夹角; V_{az} 与角动量 $|J|$ 有关, 且表征了恒星的引导中心半径 $R_0 = R_\odot V_{az}/V_{\text{LSR}}$; $V_{\Delta E}$ 是离心率的一个测度 $e = \frac{V_{\Delta E}}{\sqrt{2}V_{\text{LSR}}}$, 其中 V_{LSR} 是局部标准静止参考系的圆周速度, 它的 IAU 标准值为 $220 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 。为了加强相空间恒星的过密度, 他们对 $\nu - V_{az} - V_{\Delta E}$ 数据块用了墨西哥草帽函数 $K(x - x') = (3 - (x - x')^2/a^2)\exp(-\frac{(x - x')^2}{2a^2})$, 进行 3 维小波变换。该方法的可靠性从找到一个已知的晕流得到了验证。他们共找到了 4 条



注：图中向下的三角形表示逆行离群体，而朝上的三角形表示顺行离群体，大圆圈表示 H99。其中柱坐标系下观测量 V_R 表示径向速度， V_Z 表示垂向速度， V_ϕ 表示切向速度。

图 3 角动量分布图和柱坐标下的速度分布图^[18]

晕流，其中一个已知晕流 H99，另 3 条是新发现的晕流，图 4 中 S1, S2, S3 标记的就是 3 条新发现的晕流候选体。



注：从 a) 到 d) 这四个切片相对于北银极的倾角分别为 $\nu = 0^\circ \sim 45^\circ$, $45^\circ \sim 90^\circ$, $90^\circ \sim 135^\circ$, $135^\circ \sim 180^\circ$ 。

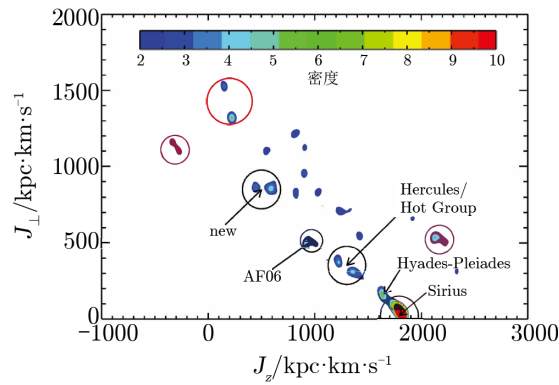
图 4 太阳邻域的晕星在相空间的分布经小波变换后的切片图^[20]

搜寻晕流具有多种方法, 为得到最佳方案, 就要对不同方法作比较。2008 年, Klement 等人^[21]利用轨道的开普勒近似, 在 $(V, (U^2 + 2V^2)^{1/2})$ 空间寻找具有相同离心率和角动量的恒星; 同时又用 (J_z, J_\perp) 和 (U, V, W) 空间分析样本数据, 并相互间做了对比。他们提出, 为了得到最佳结果, 应结合 (J_z, J_\perp) 和 $(V, (U^2 + 2V^2)^{1/2})$ 两个空间寻找晕流。但是不同分析法的结合也有缺点, 即会增加假晕流出现的可能性。他们的样本是从 RAVE DR1 数据中选出的 7 015 颗恒星, 这些恒星满足的条件为: $\sigma_d/d \leq 0.25$, $d \leq 500$ pc, $|v_{\text{tot}}| \leq 350$ km·s⁻¹, $(\sigma_U, \sigma_V) \leq 35$ km·s⁻¹。他们寻找晕流的方法是基于 Dekker^[23]发展起来的轨道开普勒近似, 在该近似下, 把势能按 $1/R$ 展开, 其有效势 $\Phi_{\text{eff}}(|J|, R) = \Phi(R) + \frac{|J|^2}{2R^2}$ 的形式与开普勒问题中的一样, 其基本假设为一晕流的恒星轨道靠得很近。若进一步假设有水平的旋转曲线, 则晕流会在 $(V, (U^2 + 2V^2)^{1/2})$ 速度空间投影里成团。其中 V 与 J_z 有关, 是太阳邻域恒星引导半径的一个测度; 而 $(U^2 + 2V^2)^{1/2}$ 则是离心率的一个测度^[20], 即 $e = \sqrt{\frac{U^2 + 2V^2}{2V_{\text{LSR}}^2}}$ 。此外开普勒近似里的径向角动量积分 $J_R \approx \frac{1/2\pi R_\odot}{V_{\text{LSR}}} \times (U^2 + 2V^2)$, 所以在慢变势中, $(U^2 + 2V^2)$ 是一个很强大的量。同样条件下, 与 Dettbarn 等人用的 $(\nu, V_{\text{az}}, V_{\Delta E})$ 效果相同。散射过程和测量误差倾向于对称化和展宽两种晕流的速度分布, 使他们在速度空间里不易被识别。尤其对空间分布很分散和成员很少的晕流而言, 可能会被平滑地淹没到背景之中。所以他们把数据划分到 2 km·s⁻¹ 宽的方形箱中并进行小波变换, 利用墨西哥草帽函数在 $(V, (U^2 + 2V^2)^{1/2})$ 空间筛选过密区。每个小箱里的小波变换值的计算公式为:

$$\begin{aligned} w(x, y) &= \int \Psi(x - x', y - y') \sum_{i=0}^{N-1} \delta(x' - x_i) \delta(y' - y_i) dx' dy' \\ &= \sum_{i=0}^{N-1} \Psi(x - x_i, y - y_i) \end{aligned} \quad (5)$$

这样处理虽然提高了显著性, 却也引入了存在“假”晕流的可能性; 其原因是 RAVE 样本和组合的 MC 样本的平滑化中存在泊松噪声。最后他们找到了 4 个相空间过密区, 其中 3 个是已知晕流, 一个是新的晕流候选体。此后, $(\nu, V_{\text{az}}, V_{\Delta E})$ 与 $(V, (U^2 + 2V^2)^{1/2})$ 经常被研究人员用来寻找星流。2009 年, Klement 等人又使用 SDSS DR7 的数据搜寻太阳邻域内的潮汐晕流^[24]。这个样本由 22 321 颗近邻 ($d \leq 2$ kpc)、贫金属 ($[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.5$) 主序星构成。他们使用 Ivezić 的光度视差关系^[25]得到距离, 从角动量与离心率或 $(V_{\text{az}}, V_{\Delta E})$ 空间切片中寻找晕流, 为放大过密区同样做了小波变换。考虑到距离误差和多星系统的影响, 此工作找到的晕流数目实际是可能存在的晕流数目的下限值。他们共找到了 5 个明显的过密区, 见图 5, 其中 3 个是已知晕流, 另 2 个根据其运动学和 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 判断其为 2 条新的晕流。

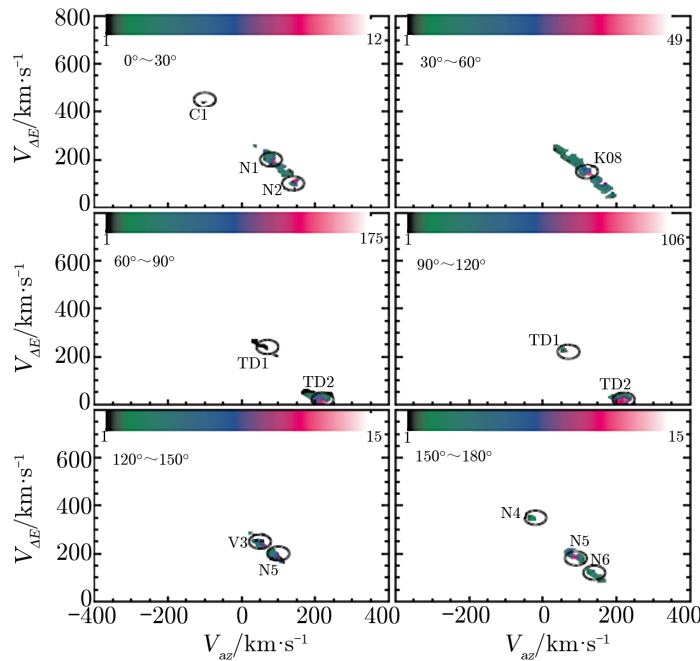
2014 年, Zhao 等人^[26]利用 LAMOST DR1 数据在相空间 $(V, (U^2 + 2V^2)^{1/2})$ 找到 3 个过密区, 其显著度水平为 $\sigma > 3$ 。证实了 2 个已知的星流 Hyades-Pleiades 星流和 Arcturus-AF06 星流, 并发现了 1 个新的晕流。对 3 个星流的金属丰度分布和运动学分析后, 确认 Arcturus 星流和 AF06 星流是相关联的同一星流。Arcturus-AF06 星流和新发现的晕流很可能源自瓦解的卫星星系, 而 Hyades-Pleiades 星流则是动力学流。2015 年, Zhao 等人^[22]又利



注：图中黑圈表示找到的星流，对于可信度大于 3σ 的标上了名字。

图 5 Klement 等人选取的样本恒星在 (J_z, J_{\perp}) 空间里的显著度图^[21]

用 LAMOST DR2 的数据，在太阳邻域 2 kpc 范围内选取样本，选择数据的参数标准为 $4\,000 < T_{\text{eff}} < 7\,000\text{ K}$, $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.7$, $\lg g > 4.0$ 以及自行精度要好于 6 mas/a 。通过运动学信息和小波分析技术，在 $(\nu, V_{az}, V_{\Delta E})$ 空间寻找晕流，结果发现了 9 条晕流，其中 3 条是已知的星流，6 条是新发现的晕流（见图 6）。其中 K08, V3 和 N4 在 (U, V) 图上显示出潮汐流典型的“香蕉”外形。



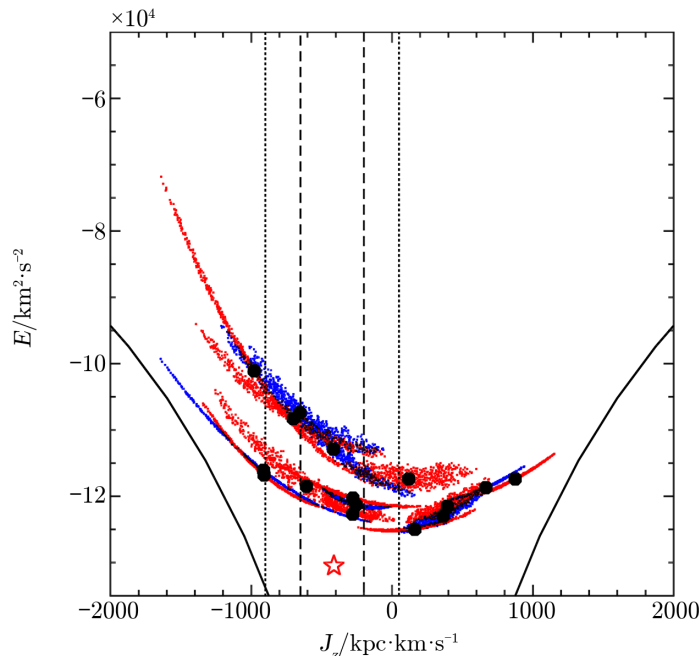
注：图中只画出了 $\sigma \geq 2$ 的区域。他们用黑圈标记探测到的晕流。

图 6 Zhao 等人选取的样本恒星在 $(V_{az}, V_{\Delta E})$ 空间里的显著度图^[22]

3 太阳邻域晕流起源分析

3.1 数值模拟

根据样本的速度分布以及速度弥散状况, 利用数值模拟可以推演其过去的运动学信息。如 Helmi 等人^[1]只通过分析恒星的运动学信息发现了 H99。他们根据这些成员恒星的位置与速度信息推得其前身系统的轨道, 估计初始的速度弥散和半径; 利用数值模拟推测前身系统的性质, 其前身系统具有较大远心点的偏心轨道; 他们还计算了其初始亮度, 并得到质光比 $M/L \approx 3 \sim 10\Upsilon_{\odot}$, 其中 Υ_{\odot} 是太阳的质光比。他们据此得出结论, 拥有这些性质的前身系统应类似 Fornax 矮星系。当研究晕流与其他恒星星团的关系时, 研究人员把晕流的成员星和其他星族的恒星放在一起比较。如果他们在相空间的位置重合且速度弥散也相似, 那么就很可能有相关性。如在 Lindblad 图中 Kapteyn 移动星群的成员星的 (E, J_z) 值与 ω centauri 的位置于同一逆行区域 (见图 7)^[27]。



注: 图中黑色实圈表示 17 颗 Kapteyn 恒星, 红色的五角星表示 ω centauri 的位置。彩色小点表示 Kapteyn 恒星的 E 和 J_z 的误差分布。虚线框出的区域内的恒星都被看作属于 ω centauri 的宿主星系^[39]。考虑到局部静止坐标系取值的误差后, 由点划线框出此区域。实线表示该势能下的圆形轨迹。

图 7 Kapteyn 移动星群的 Lindblad 图^[37]

Moreno 等人^[28]详细地研究了银盘和银晕里受银河系中心棒诱发而被星系平面共振捕获的恒星, 首次提出晕流由棒共振产生的可能性。他们在太阳邻域选取由 1 643 颗高速贫金属星组成样本, 距离和速度信息是从不同研究中的多个星表中得到。在做数值模拟时, 他们采用的银河系模型是由轴对称势和非轴对称势构成的 3 维模型^[29]; 而且使用 Brunthaler 等

人^[30]给出的太阳参数, 距离银心 $R_0 = 8.3$ kpc, 局部旋转速度 $\Theta_0 = 239$ km·s⁻¹, 对模型进行了重新标定; 星系棒采用的是三轴盒式棒模型^[31]; 旋臂模型采用的是所谓的 PERLAS^[32], 它通过一个 3 维双对称稳定势构建, 其中势是由许多非均匀扁椭球沿着一条对数螺线叠加而成, 而对数螺线可通过观测得到。然后他们分别在轴对称和非轴对称引力势下计算样本的恒星轨道。假设棒是星系势里唯一的非轴对称成分, 以特征轨道能量对特征轨道角动量或轨道的雅可比常数建立惯性银河坐标系。在非轴对称势里用星系惯性参考系计算得到的 E 和 h , 沿着恒星轨道并不是常数。所以他们另辟蹊径, 经一番组合后发现, 特征轨道能量 $(E_{\min} + E_{\max})/2$ 对特征轨道角动量 $(h_{\min} + h_{\max})/2$ 或 $(E_{\min} + E_{\max})/2$ 对 J 组合的图效果最好。在该相图里, 一些恒星团块恰好与银盘上的一些周期轨道族吻合, 这些轨道族是由棒诱生出来的。他们还发现这些共振轨道族的影响并不局限于银盘附近, 影响会深入到晕的深处。银盘上的某些共振可以捕获距离 z 很高的恒星, 高于那些被共转共振和内 Lindblad 共振所捕获的恒星。然后他们尝试将捕获区与一些已知的晕流联系起来。他们对 Kapteyn 星群进行了研究, 结果发现该星群并非源于银盘的共振。想要找到晕流起源非对称势的确凿证据, 还需对更多的晕流进行分析。

3.2 化学丰度

Roederer 等人^[33]详细分析了一个运动学上相关的贫金属晕流的化学丰度, 12 颗成员星都属于 H99。他们使用 Magellan-Clay 望远镜的 MIKE 光谱仪和 Smith 望远镜的 2dCoude 光谱仪获得高分辨率、高信噪比的光谱; 利用分光法估计大气参数, 然后使用光谱分析代码 MOOG 对其进行丰度分析; 得到 12 颗星的元素丰度后, 对它们进行相互间比较, 且与其他贫金属星对比。比铁族重的元素, 主要通过已存在的原子核连续俘获中子产生; 其产生的丰度模式很大程度上取决于中子的俘获速率, 相比于原子核 β 衰变的速率, 分为快中子过程和慢中子过程两类。如果模型大气能真实地反映恒星的基本状况, 那么当对成分相似的恒星作相互比较时, 那些未被恒星演化消耗掉或合成的元素丰度应不依赖于温度。他们根据晕流里中子俘获元素全由快中子过程的主要和弱成分产生, 推断其增丰模式是由大质量 II 型核坍缩导致超新星爆发产生的, 进而推测该流的前身。在 Ia 型超新星爆发或 AGB 恒星对 ISM 增丰前, 恒星形成被阻碍了。又根据 [Th/Eu] 的比值推测其年龄为 (3.1 ± 7.9) Ga。此外, 他们又对不同恒星样本的丰度分布进行统计测试, 计算得到它们来自同一星族的概率。结果表明该晕流的金属丰度分布与球状星团相比太宽, 所以排除它来自球状星团的可能性。人马座潮汐残骸与该晕流相比更富金属, 金属丰度弥散也更大, 且有几个 [X/Fe] 比值会随金属丰度演化, 而该晕流的 [X/Fe] 弥散则与场星的一样, 所以该晕流与人马座残骸无关。最后虽然未能确定该晕流的直接前身, 却支持了银河系恒星晕的一个重要部分来自吸积事件的观点。

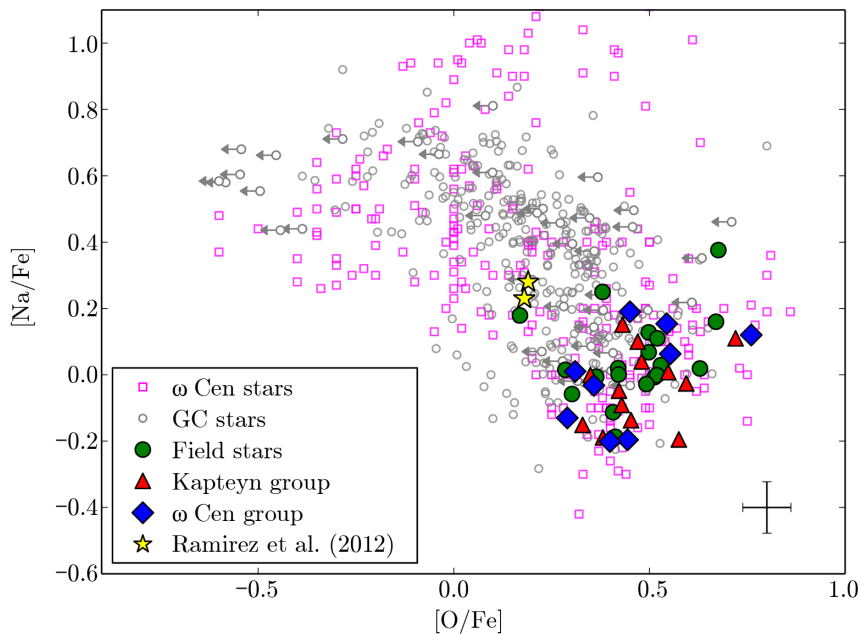
Liu 等人^[34]基于高分辨率光谱分析, 研究新证认的贫金属晕流 KFR08 的起源。他们利用化学标记法来辨认化学成分相同的恒星, 这些恒星可能会有相同的出生地(如星团)。他们使用 Spectroscopy Made Easy (SME) 方法来确定恒星参数和元素丰度。在得到恒星参数后, 他们使用 Bensby 等人的最大化概率分布函数^[35]去拟合等龄线^[17], 取概率分布的峰值得到最可能的年龄值。他们使用了 Mitschang 等人的化学标记法^[36], 检验 KFR08 是否源自瓦解的星团。若是源自一个星团, 其化学丰度分布应该一样, 每颗恒星的元素间的比值也应一样。

但是分析结果表明只有三颗星的化学丰度一样, 其中还有一颗星的成员身份很可疑。所以得出 KFR08 晕流不属于解体星团的结论。他们观察到 16 颗成员星的 $[\alpha/\text{Fe}]$ 比值被加强了, 而且它们的丰度模式与厚盘星族匹配得很好。此外大多数成员的年龄都大于 11 Ga, 且具有炽热的运动学, 他们推测 KFR08 可能源自被早期宇宙中一次大质量并合扰动的厚盘星族。

不同研究人员对同一晕流的起源可能会得出截然相反的结论, 例如 Kapteyn 移动星群, 它与银河系中质量最大的球状星团 ω centauri 之间的关系可谓扑朔迷离。 ω centauri 的很多物理性质反映它与其他普通的球状星团很不相同, 关于其形成假说的普遍观点是: 它是早期矮星系残存下来的核。当它被银河系吸积时, 矮星系的外层全部被潮汐力给剥离了。Bekki 和 Freeman^[37] 用数值模拟验证了 ω centauri 源自有星系核的矮星系的动力学可能性。Meza 等人^[38] 使用数值模拟探究来自卫星星系的潮汐碎片的特征时发现: 卫星星系会把大量恒星储存到银盘或银晕里, 且在角动量-能量相空间中, 明显有一条依赖于被吸积时卫星轨道平面的拖尾。Dinescu^[39] 理论上预言, 若使用贫金属星样本, ω centauri 恒星星流会在运动学方面显现出来。Wylie-Boer 等人^[27] 研究了 Kapteyn 的 16 颗成员星, 发现其动力学性质及元素丰度 (主要是慢中子过程元素) 与球状星团 ω centauri 很像, 所以推断该晕流是球状星团 ω centauri 的前身星系被银河系并合时留下的潮汐残骸。如图 7 所示, 该群成员星的 (E, J_z) 值与 ω centauri 的位于同一逆行区域。对 16 颗星进行元素丰度分析, 发现其丰度模式与 ω centauri 很相似, 但 ω centauri 的弥散更大。他们对 Kapteyn, ω centauri 和场星来自同一星族的可能性进行了统计分析, 结果表明场星与两者都不同, 而 Kapteyn 的恒星和 ω centauri 的化学相似性是概率显著的, 所以推断 Kapteyn 是从 ω centauri 母系剥离下来的潮汐碎片。其后 Navarrete 等人^[40] 也对 Kapteyn 做了研究, 他们得出了相反的结论。他们使用 MIKE 获得光谱, 又使用 VLT UT1 望远镜的 CRIRES 获得红外光谱。令 Meza 等人从动力学角度选出的移动星群用 M 表示, 他们分别从 Kapteyn 和 M, 以及球状星团 ω centauri 中选取样本, 对其进行光谱分析从而得到样本恒星的参数和元素丰度。Navarrete 等人发现 Kapteyn 和 M 的 O-Na 与 Mg-Al 丰度与场晕星一致, 但并不存在反相关关系, 图 8 给出他们画出的 O-Na 丰度分布图。Kapteyn 的 Ba 丰度平均值 (除一颗奇异星外) 与银河系恒星 Ba 丰度的平均值一样, 而且两个移动星群都没有 ω centauri 特有的 Ba 与金属丰度间的特殊关系^[41]。Navarrete 等人对 Kapteyn 的运动学分析也不支持吸积假说, 他们还发现 Kapteyn 的恒星的 U 速度分布没有潮汐尾应有的双峰, 但是 M 确实有。Kapteyn 的 α 元素丰度与银河系晕星非常一致, 而矮椭球星系与银河系相比则更低; M 的 α 元素丰度与银河系中相同金属丰度的恒星相比也更低。所以得出结论, Kapteyn 不可能源自 ω centauri 那已破碎的前身星系, 但未能排除 M 与其之间的相关性。

4 总结与展望

综上所述可知, 只靠运动学参数和金属丰度进行研究是不够的, 还需要其他元素丰度信息才能可靠地确定太阳邻域晕流起源。依靠高分辨率光谱才能分析晕流成员星的元素丰度分



注：图中用红色三角表示 Kapteyn，蓝色的菱形 M，绿色的圆圈表示场星。图中还画出了 Carretta (2009) 的 GC 恒星 (空圈) 和 Marino (2011) 的 ω Centauri 巨星 (品红色的方块) 的 O-Na 的分布。在右下角画出了典型的测量误差。

图 8 Navarrete 等人给出的恒星样本的 O-Na 丰度分布图^[40]

布情况，确定丰度模式，进而推断晕流的起源。如果数据精度低，分析出来的结果有可能是错的。只有依赖更高分辨率和更高信噪比的光谱数据才能得到更可靠的结论。大天区面积多目标光纤光谱天文望远镜 (LAMOST) 是由国家天文台与中国科学技术大学、南京天文光学技术研究所共同承担的国家重大科学工程项目。LAMOST^[26, 42] 以 4 m 有效口径，5° 的大视场及 4000 根光纤使其在银河系和恒星的光谱巡天方面具有独特的优势。LAMOST 的光谱分辨本领 $R \approx 2000$ ，波段范围为 $3700 \text{ \AA} \sim 9000 \text{ \AA}$ ^[26]。无论是光谱获取率还是光谱的数量都远超 SDSS 和 2df。目前赵景昆等人已利用 LAMOST 的数据在太阳邻域发现了 7 个晕流候选体。表 1 列出了近年来在太阳邻域已找到的晕流，其中后 7 个是利用 LAMOST 光谱数据发现的。GAIA (Global Astrometric Interferometer for Astrophysics) 是 ESA (European Space Agency) 在其“Horizon 2000+”规划中提出的巡天计划。GAIA 对于 $V = 15 \text{ mag}$ 的目标，位置精度达 0.01 mas，自行精度为 0.01 mas/a^[43, 44]。GAIA 卫星相比于其前辈依巴谷卫星，在测量精度和观测天体的数量方面，分别提高了至少 2 和 4 个数量级，极限星等也提升了 3 等。GAIA 将综合提升天体测量资料 (位置和距离)，测光资料 (光度) 和分光资料 (金属丰度、分光距离、消光) 的数量和质量。利用 LAMOST 的光谱数据，结合 GAIA 的自行和视差数据可全面分析太阳邻域的晕流，既可以分析已知的晕流，检验已有的一些结论，也能探测到一些新的晕流，使我们对银河系形成有更加深入的了解和认识。目前在太阳邻域几乎没有发现运动学和化学与银河系场星都不一致的晕流，利用 LAMOST 的海量高质量光谱数据

和 GAIA 的天体测量数据, 有希望找到可明确地确定其前身的潮汐流。总之, LAMOST 和 GAIA 对研究太阳邻域晕流的起源与演化, 有着极为重要的科学价值。

表 1 太阳邻域晕流列表

晕流	V_{az} /km·s ⁻¹	$V_{\Delta E}$ /km·s ⁻¹	$\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle$	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	参考文献
H99	300	120	-1.8	0.4	[1]
ω Cen	-100	520	-1.6	-	[39]
RhLS	259	302	-2.0	0.2	[45]
S ₁	100	250	-1.7	0.5	[20]
S ₂	-100	520	-1.9	0.1	[20]
S ₃	-100	470	-1.9	0.4	[20]
C1	-60	410	-1.5	0.2	[24]
C2	-100	470	-1.6	0.4	[24]
C3	-130	510	-1.7	0.4	[24]
C4	175	75	-2.3	0.3	[24]
K08	120	150	-1.4	0.3	[22, 24]
SKOa	43	29	-2.0	0.2	[46]
V3	40	220	-1.36	0.21	[26]
N1	75	150	-1.34	0.24	[22]
N2	140	100	-1.39	0.23	[22]
N3	75	160	-1.33	0.24	[22]
N4	-40	350	-1.50	0.29	[22]
N5	75	150	-1.47	0.29	[22]
N6	130	100	-1.4	0.23	[22]

参考文献:

- [1] Helmi A, White S D M, Zeeuw P T, et al. *Nature*, 1999, 402: 53
- [2] Bullock J S, Johnston K V. *ApJ*, 2005, 635: 931
- [3] Seabroke G M, Gilmore G, Siebert A, et al. *MNRAS*, 2008, 384(1): 11
- [4] Eggen O J, Lynden-Bell D, Sandage AR. *AJ*, 1962, 136: 748
- [5] Searle L, Zinn R. *ApJ*, 1978, 225: 357
- [6] Chiba M, Beers T C. *AJ*, 2000, 119: 2843
- [7] Katz N. *AJ*, 1992, 391: 502
- [8] Tremaine S. *AIP Conference Proceedings*. AIP, 1992, 278(1): 599
- [9] Mo H J, Mao S, White S D M. *MNRAS*, 1998, 295: 319
- [10] Steinmetz M, Navarro J F. *ApJ*, 1999, 513: 555
- [11] Bekki K, Chiba M. *ApJ*, 2001, 558: 666
- [12] Steinmetz M, Navarro J F. *New Astronomy*, 2002, 7(4): 155
- [13] Fiorentin P R, Helmi A, Lattanzi M G, et al. *A&A*, 2005, 439(2): 551

- [14] Beers T C, Chiba M, Yoshii Y, et al. *AJ*, 2000, 119(6): 2866
- [15] Helmi A, de Zeeuw P T. *MNRAS*, 2000, 319: 657
- [16] Helmi A, Navarro J F, Nordström B, Holmberg J, Abadi M G, Steinmetz M. *MNRAS*, 2006, 365: 1309
- [17] Demarque P, Woo J H, Kim Y C, Yi S K. *ApJS*, 2004, 155: 667
- [18] Kepley A A, Morrison H L, Helmi A, et al. *AJ*, 2007, 134: 1579
- [19] Shapiro S S, Francia R S. *Journal of the American Statistical Association*, 1972, 67(337): 215
- [20] Dettbarn C, Fuchs B, Flynn C, et al. *A&A*, 2007, 474(3): 857
- [21] Klement R, Fuchs B, Rix H W. *ApJ*, 2008, 685(1): 261
- [22] Zhao J K, Zhao G, Chen Y Q, et al. *Research in Astronomy & Astrophysics*, 2015, 15(8): 1378
- [23] Dekker E. *Physics Reports*, 1976, 24(5): 315
- [24] Klement R, Rix H W, Flynn C, et al. *ApJ*, 2009, 698(1): 865
- [25] Ivezić Z, Sesar B, Jurić M, et al. *ApJ*, 2008, 684: 287
- [26] Zhao J K, Zhao G, Chen Y Q, et al. *ApJ*, 2014, 787(1): 303
- [27] Boer E W, Freeman K, Williams M. *AJ*, 2010, 139: 636
- [28] Moreno E, Pichardo B, Schuster J W. *MNRAS*, 2015, 451(1): 1
- [29] Pichardo B, Moreno E, Allen C, et al. *AJ*, 2012, 143: 73
- [30] Brunthaler A, Reid M J, Menten K M, et al. *Astronomische Nachrichten*, 2011, 332(5): 461
- [31] Pichardo B, Martos M, Moreno E. *ApJ*, 2004, 609: 144
- [32] Pichardo B, Martos M, Moreno E, Espresate J. *ApJ*, 2003, 582: 230
- [33] Roederer I U, Sneden C, Thompson I B, et al. *ApJ*, 2010, 711(2): 573
- [34] Liu C, Ruchti G, Feltzing S, et al. *A&A*, 2015, 575: A51
- [35] Bensby T, Adén D, Meléndez J, et al. *A&A*, 2011, 533: A134
- [36] Mitschang A W, De Silva G, Sharma S, et al. *MNRAS*, 2013, 428: 2321
- [37] Bekki K, Freeman K C. *MNRAS*, 2003, 346: 11
- [38] Meza A, Navarro J F, Abadi M G, et al. *MNRAS*, 2005, 359: 93
- [39] Dinescu D I. *ASP Conf. Ser.* 265. F van Leeuwen, JD Hughes, G Piotto, eds. San Francisco: ASP, 2002, 365
- [40] Navarrete C, Chanamé J, Ramírez I, et al. *ApJ*, 2015, 808(1): 23
- [41] Majewski S R, Nidever D L, Smith V V, et al. *ApJ*, 2012, 747: 37
- [42] Cui X Q, Zhao Y H, Chu Y Q, et al. *Research in Astronomy & Astrophysics*, 2012, 12(9): 1197
- [43] Perryman M A C, de Boer K S, Gilmore G, et al. *A&A*, 2001, 369(1): 339
- [44] Smiljanic R, Korn A J, Bergemann M, et al. *A&A*, 2014, 570(2): 705
- [45] Fiorentin P R, Helmi A, Lattanzi M G, et al. *A&A*, 2005, 439(2): 551
- [46] Smith M C, Evans N W, Belokurov V, et al. *MNRAS*, 2009, 399(3): 1223

Research Progresses of Halo Streams in the Solar Neighborhood

LIANG Xi-long^{1,2}, ZHAO Jing-kun¹, CHEN Yu-qin¹, ZHAO Gang^{1,2}

(1. Key Laboratory of Optical Astronomy, National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, China; 2. School of Astronomy and Space Science, University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China)

Abstract: When stellar streams from the halo of the Milky Way pass by the solar neighborhood, they are likely to be detected. They still keep some information of their progenitor.

Thus, the investigation of halo streams in the solar neighborhood is very important for the understanding of the formation and evolution of our Milky Way. In this paper, we briefly reviewed researches on halo streams in the solar neighborhood, introduced how to detect halo streams and identify their member stars. A list of stellar streams found recently in the solar vicinity is tabled in this paper. Then, the progresses in observing members of halo streams and investigating their origin are summarized. Next, we introduced how to analyse stellar streams with numerical simulation and chemical abundance. It is proved that kinematics with chemical abundance pattern together will deduce the reliable origin of a stream. In the end, we discussed about feasible scientific goals and the prospect of studying halo streams in the solar neighborhood with LAMOST and GAIA.

Key words: stellar streams; halo streams; abundances