

文章编号: 1000-8349(2004)02-0134-18

银心的观测与研究

傅承启, 侯金良, 常瑞香

(中国科学院 上海天文台, 上海 200030)

摘要: 银心是离我们最近的星系核, 它属于活动低下的典型星系核, 对它的研究不仅是银河系结构研究中不可缺少的一环, 而且是研究黑洞和活动星系核的极好样本。简要回顾了近 10 年对银心观测和研究的主要结果, 并对银心的基本构造和组成, 特别是对射电源 SgrA* 及其银心暗天体的性质和模型作了比较全面的概括和总结。

关键词: 天体物理学; 银心; 综述; 银心气体; 银心星团; 黑洞

中图分类号: P156 **文献标识码:** A

1 引 言

银心通常是指银河系核球中央几百 pc 至 1 kpc, 大约对应几度的区域 (取太阳银心距为 8 kpc, 则 1' 对应 2.33 pc), 银道面上大量气体尘埃的消光, 使得它一直蒙罩在阴影之中。银河系中心的结构如何? 那里面有些什么样的天体? 它们的分布和运动怎样? 银河系中心星际介质的分布和运动怎样? 那里恒星形成还在进行吗? 恒星形成速率如何? 银河系的动力学中心在哪里? 那里有些什么样的天体? 银心也有大质量的黑洞吗? 等等问题长期以来一直困扰着天文学家。70 年以前, Jansky 第一次成功地接收到银心的射电辐射。自此以后, 银河系内部的面目逐渐被揭露出来。特别是近 20 年来, 随着空间技术和观测技术的飞速发展, 天文学家已经越来越深入到银河系的中心区域, 其图像和构造也越来越清晰。

银河系中心是离我们最近的星系核, 它的观测和研究已成为当今天文学的一个极其活跃的领域。银心与许多 AGN 有很相似的地方。银心区分子云的核周盘 (Circum-Nuclear Disk, CND) 很类似 AGN 的 torus, 它们很可能都是受到潮汐扰动的分子云, 被俘获在中央黑洞的引力开始占主导的地方, 而银心微旋臂 (the mini-spiral) 中的热气体及中央亮星星风也产生类似 AGN 的窄发射线。具有类似 SgrA* 的射电星系核是星系核活动低下的星系的共同特征, 通过 SgrA* 的研究可以更深刻地理解这类星系核。至今, 在银心区没有观测到宽线区, 也许这有利于对 AGN 的宽线区起源的理解。总之, 对银心的研究不仅能了解银河系的结构, 也能

收稿日期: 2003-06-09; 修回日期: 2003-07-28; 特约稿

基金项目: 国家自然科学基金资助项目 (10173017、10133020)

加深对 AGN 的认识, 包括对银心区域的气体动力学的深入研究, 对大质量黑洞周围气流的认识, 以及对等离子气流的角动量分布、密度和温度等性质的了解。

近年来, 不少评述文章全面或局部地总结了银心的观测和研究^[1~4], 内容包括银心区环境、物质形态结构、组成以及银心暗天体的性质和模型。根据他们的评述以及近年来的新进展, 本文将对银河系中心的观测和研究进行概要的综述。第 2 节粗略地归纳银心的观测手段, 第 3 节简要地介绍银心区物质的基本结构和成分, 第 4 节介绍位于银心区的几个主要星团和有关恒星形成方面的研究, 第 5 节介绍对射电源 SgrA* 的观测结果, 最后一节介绍和讨论现今有关银心暗天体的模型。

2 银心的观测手段

银心方向的目视消光平均 30 mag, 在整个银心范围里从 5 mag 变化到 60 mag^[5], 特别是在可见光、UV 及其软 X 射线波段, 严重的星际吸收(平均说来, 从 5000 Å 的 10^{12} 到 12 Å 的 10^3)使得在这些波段上的观测无法进行。不过, 一般认为, 大量的消光是地球附近 4 kpc 内的星际介质所致, 并非是银心数百 pc 内的星际介质造成。至今, 我们对于银心的了解全部来自射电、红外(在 1.65 μm H 带仍有很强的消光, ≈ 8.5 mag^[6])以及硬 X 射线和 γ 射线的观测。Clenet 等人^[7]导出的红外消光 $A_K = 2.8$ mag。

银心区恒星的质量占整个银心区质量的 90% 以上, 银心的近红外辐射主要来自于它们, 而银心区的中红外(3~30 μm)、远红外(30~300 μm)以及亚毫米波段(300~1000 μm)辐射则主要来自银心区星际尘埃(尺度 10~10000 Å)的热辐射, 它们是银心星际尘埃吸收恒星的短波辐射的再发射。银心区星际尘埃的质量只占星际介质的 1%。Becklin 和 Neugebauer^[8]于 1968 年首先开创了银心区的近红外观测, 自此以后, 在近红外和中远红外进行了大量的连续谱光度观测和成像观测, 以研究银心区的恒星和星际尘埃^[9~14]。最新的红外观测(如 MIRLIN 观测——Mid-Infrared Large-well Image-No)已获得中央 1 pc 的中红外图像^[15]。

银心区从分米、厘米波段直至毫米波段的射电连续辐射具有热的和非热的两种成分。热的成分来自热等离子体的热韧致辐射, 而非热的成分来自相对论性电子的同步加速辐射。除了进行单天线的强度观测以外, 甚大天线阵(VLA)也被广泛用于银心的成像研究, 一个最新的例子是 Larosa 等人^[16]2000 年在 90 cm 波段上对银心区的 VLA 观测。此外, 分子谱线也是探测银心的极好工具, 可以用来研究分子气体的运动和物理状态。除了氢分子在红外波段的转动和振动谱线外, 可被广泛利用的分子气体还有 CO(110、115、230 GHz)、HCN(88 GHz)、CS(49、98 GHz)等示踪分子在亚毫米、毫米波段和红外的谱线。原子氢和电离氢的观测则来自 21 cm 精细结构线及氢的红外复合谱线, 其他原子和离子的红外精细结构线, 如 $C^+157.7 \mu\text{m}$ 、 $O^{2+}51.8 \mu\text{m}$ 及 $88.4 \mu\text{m}$ 、 $S^{2+}10.5 \mu\text{m}$ 、 $S^{3+}51.8 \mu\text{m}$ 、 $Ne^+12.8 \mu\text{m}$ 、 $Ar^+9.0 \mu\text{m}$ 、 $Ar^{2+}18.7 \mu\text{m}$ 等也被用来探测银心区的原子气体和电离气体。

在 1 keV 波段以上, 星际介质再次透明, 允许对银河系中心进行直接的观测。较早期的观测是用火箭和气球进行的。1971 年 Uhuru 卫星对以 SgrA 为中心的 2° 范围进行了第一次卫星观测, 它观测到一个弥漫源或者说是一个至少有 3 个点源的复合源, 但这次观测的空间分辨率很差($0.5^\circ \times 0.5^\circ$)^[17]。第一次对银心 X 波段的高灵敏度成像观测(0.5~4 keV)是 1981

年由爱因斯坦空间天文台 (Einstein Observatory) 上的成像正比计数器进行的^[18], 它共观测到 12 个 X 射线源, 其中 1E 1742.5–2859 源的位置与 SgrA West 在 1' 的精度内重合, 其光度表明银核是很弱的一类星系核。然而, 根据 1987 年 Spacelab-2 号在 3~30 keV 的观测^[19], 银核的 X 光度增大了 8 倍, 后来发现是前者有问题。更重要的 X 射线观测来自 ROSAT 在 0.5~2.5 keV 的观测^[20], 共观测了跨越银道面的 $4.3^\circ \times 3.2^\circ$ 天区, 检测到了 62 个 X 射线源。其中只有 6 个是以前观测到的源, 并发现以前观测到的中央源 1E 1742.5–2859 至少由 3 个源组成, 其中南源 RXJ 1745.6–2900 与 SgrA* 位置在 10'' 的精度内重合, 它的 X 波段光度为 $(1\sim 2) \times 10^{27} \text{J} \cdot \text{s}^{-1}$, 似乎比以前测量到的光度要低。爱因斯坦天文台还发现一个半径约 0.2° 的弥漫发射区, 其面亮度约 $10^{-17} \text{J} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{sr}^{-1}$ 。Spartan-1 (1~12 keV) 和 Spacelab-2 也观测到类似的发射, 但延伸范围更大, 光度也大 2~4 倍。1995 年日本 X 射线卫星 ASCA (Advanced Satellite for Cosmology and Astrophysics, 1993 年发射的 X 射线望远镜卫星)^[21,22] 在 0.5~10 keV 波段对银心进行了观测, 发现有高次电离的硅、硫、氩、钙和铁的弥漫线发射, 以及与冷云有关的 6.4 keV 低电离铁 K 荧光线的弥漫发射, 这些发射可能来自银心 $T \approx 10^7 \sim 10^8 \text{K}$ 的等离子体的热韧致辐射, 过去曾很亮, 现在暗淡了, 表明银核是过去曾经活跃过而今活动低下的一类星系核, 它的时间平均的产能速率类似赛弗特星系^[23]。更高能量 (35~150 keV) 上, 在 SgrA* 方向没有观测到单个的源 (Sigma/GRANAT 望远镜, 俄罗斯与欧洲合作, 于 1989 年发射的 X 射线望远镜卫星, SIGMA 是它携带的法国制造的硬 X 射线望远镜)^[24], 其流量不会超过 $2.5 \times 10^{28} \text{J} \cdot \text{s}^{-1}$ 。Chandra X 卫星发射于 1999 年, 角分辨率为 $0.5''$, 观测范围在 0.1~10 keV。关于银心的 X 射线的最新观测来自该卫星。

3 银心的基本结构

多年的观测表明, 银心区主要包含 6 种基本成分: 中央暗天体、年轻星团、分子气体尘埃环——CND、电离气体流柱、弥漫热气体以及超新星遗迹^[25]。在银心几百 pc 尺度内的基本结构如下。

银心集聚了大量的星际物质, 总体呈盘状分布, 这在 C^{12}O 和 C^{13}O 射电谱线以及红外观测图上十分明显。4 kpc 分子环 (4-kpc molecular ring) 以内到银心距几百 pc 之间的气体盘是个分子原子混合层, 其平均分子面密度很低, $\approx 5 M_\odot \cdot \text{pc}^{-2}$, CO 分子的发射率也很低。但是, 当银心距接近 200 pc 时, 分子气体的密度大大增高, $n \geq 10^4 \text{cm}^{-3}$ 。填充因子大于 0.1, 气体质量达到 $(5\sim 10) \times 10^7 M_\odot$ ^[25], 这种密度通常只在分子云核内出现。从该银心距以内的盘状分子介质称为中央分子带 CMZ (Central Molecular Zone), 它已为许多 CO、 NH_3 、HCN、CS、 H_2CO 等分子谱线的射电观测所证实^[26~37]。该区的气体温度显著增高, 达到 30~200 K, 典型值为 70 K, 速度弥散度为 $15\sim 50 \text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。温度的增加可能来自湍流能耗散、潮汐能或者磁粘滞加热。CMZ 大致可分为两种成分: CMZ 外边界处的高速环状结构 ($130\sim 200 \text{km} \cdot \text{s}^{-1}$, 半径约 180 pc, 大致呈连续环状结构, 有人称它为 180 pc 分子环, 是 CMZ 的外部边界, 质量约 $8 \times 10^6 M_\odot$, 质量下落速率约 $0.1\sim 1 M_\odot \cdot \text{yr}^{-1}$ 。) 和该边界内部的低速分子云 ($\leq 100 \text{km} \cdot \text{s}^{-1}$), 如与 SgrA 及 SgrA East 成协的分子云、SgrB2 等。在 CO 射电图中, CMZ 内的气体大致呈轴对称分布和作圆周运动, 但不完全对称于银河系中心, 略偏

向银河系正银经方向。在远红外波段上, CMZ 要对称得多, 其远红外光度 $\approx 10^9 L_{\odot}$ 。

CMZ 内部除低速成分外还有大量的超新星遗迹 (SNR)、射电弧 (Arc)、线状体 (Threads)、非热丝状体 (filaments, NTF)、大质量恒星形成的 HII 区和分子云复合体等, 如 SgrB2、SgrC、SgrD。还有个与银心 SgrA 复合体成协的云, 称为 $50 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 云, 它毗邻银河系中心。图 1 是 90 cm 波段上 VLA 高分辨的银心结构图^[16]。图中可以清楚地看到银心区 $\pm 200 \text{ pc}$ 内的各种结构。文献 [16] 给出了 23 个延伸源和 78 个小直径源 ($< 1'$), 前者均为 SNR、NTF 和 HII 区; 后者一半是河外射电源, 另一半可能是 HII 区。

在银心附近更小尺度上 ($\approx 50 \text{ pc} \times 50 \text{ pc}$), 呈现出一个形态复杂的复合体 SgrA, 从射电

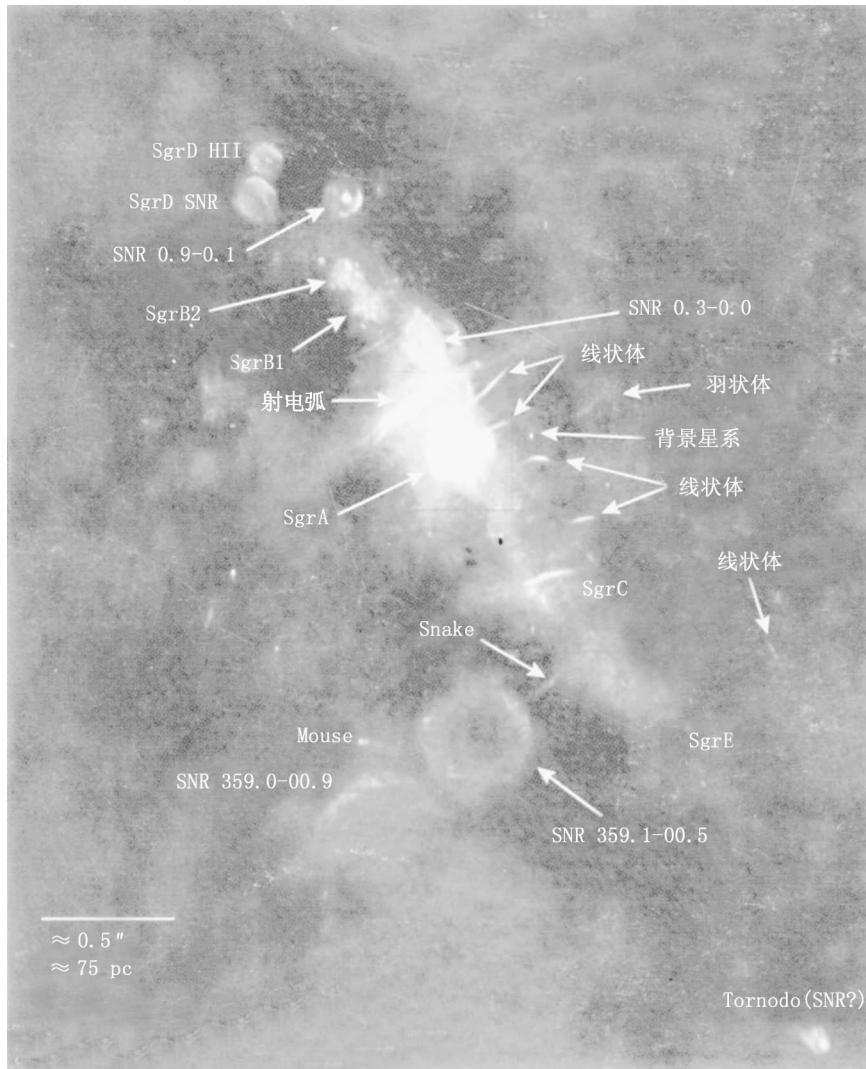


图 1 银心在 90 cm 波长上的结构^[16]

图上可见银心 $\pm 200 \text{ pc}$ 内的各种主要成分: 射电弧、超新星遗迹、分子云复合体、非热丝状体等。

连续发射图上可以看到它的两个明亮的特征: SgrA East 和 SgrA West。SgrA East 可能是个超新星遗迹, 与 $50 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 分子云成协。SgrA West 的尺度 $\approx 3 \text{ pc}$, 它为核周盘 CND 所包围, 盘内最有趣的特征是有一个直径为 $2'' (\approx 0.08 \text{ pc})$ 的微腔体 (Mini-Cavity) 和 3 条微旋臂 (Mini-Spiral), 前者毗邻 SgrA* 和红外源 IRS16 (亮蓝星团)。现在公认, 银河系动力学中心位于 SgrA*, 这是个致密非热射电源, 尺度不会大于 1 AU 。银心中央存在一个暗质量天体, 很可能是个特大质量黑洞 (SBH), 质量为 $2.6 \times 10^6 M_{\odot}$ 。图 2 示意了银心区更小尺度上的结构^[3], (a) 图尺度为 100 pc , (b) 图尺度为 3 pc 。

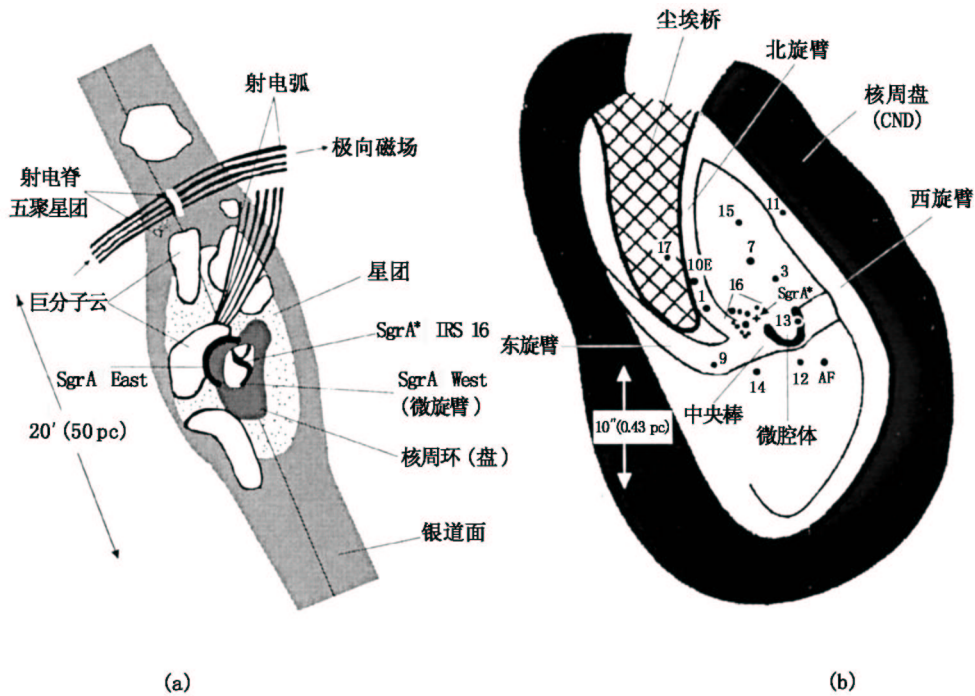


图 2 银心的结构示意图^[3]

(a) 银心 100 pc 内的结构: 射电弧、巨分子云、星团、CND 以及位于银心处的 SgrA East/SgrA West 和 SgrA*; (b) 银心 3 pc 内的主要结构: 处于外围的 CND、中央的 3 条微旋臂 (东臂、西臂和北臂)、北部的尘埃脊以及中央星团和微腔体。

CND 是 1982 年 Becklin 等人^[11] 远红外观测银心时发现的, 它是由密而暖的分子气体、原子气体和尘埃组成的薄环状结构, 内边缘半径约 1.5 pc (离银心 $20'' \sim 60''$), 相对视线的倾斜角为 $20^\circ \sim 30^\circ$, 质量约 $10^4 M_{\odot}$, 密度 $10^4 \sim 10^6 \text{ cm}^{-3}$, 气体的速度弥散度 $\approx 30 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 2 pc 处厚度为 0.5 pc , 7 pc 处厚度为 2 pc 。CND 并不是一个完全连续的而是呈簇聚状的气体环, 面积填充因子 0.1, 体填充因子 0.01, 簇的大小为 0.1 pc , 密度 10^5 cm^{-3} , 温度高于 100 K , 质量 $\geq 30 M_{\odot}$ ^[38], 簇为温度 $7000 \sim 8000 \text{ K}$ 、密度 10^3 cm^{-3} 的电离气体所包围。CND 可能并不处于平衡状态, 它由 2~3 个绕银核转动的流柱 (streamer) 构成^[39], 它的东南方向有一个空隙, 原因不明, 可能是视线方向上的星际气体的阻挡, 也可能本身缺乏物质。CND

绕银心 SgrA* 转动, 转动速度约 $100 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 转动时标为 10^5 yr , 对应于围绕质量为几百万倍 M_{\odot} 的中心天体的开普勒运动。通常认为 CND 是个吸积盘, 维持银心中央 2 pc 内的电离气体流, 质量损失率约 $10^{-2} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$ 。CND 在西南和东北方向分别翘起 70° 和 50° , 这种结构以及很大的速度弥散导致它在动力学时标上可能是短暂的 ($10^4 \sim 10^5 \text{ yr}$), 因此, 无法理解它为什么能够长期存在。CND 内的磁场强度约 $0.5 \sim 2 \text{ mG}$, 磁能密度 $10^{-13.3} \text{ J} \cdot \text{cm}^{-3}$, 与湍流能密度 $10^{-13} \text{ J} \cdot \text{cm}^{-3}$ 差不多, 说明磁场和湍流在 CND 的动力学和角动量转移中都起了重要的作用。CND 磁场在天空中的投影方向近似南北向, 沿 CND 的主轴方向。银核中各种高能辐射的光子加热、湍流激波加热、微腔高速风产生的激波加热等都是 CND 加热的可能机制。一般认为, 几百 pc 范围内的巨分子云中的气体向内旋落, 最终形成和补充了 CND。CND 内边缘向内下落的电离气体会聚在中央棒上。CND 的南面和东面离银心投影距离 10 pc 处各有 1 个巨分子云: $20 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 云和 $50 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 云, Gusten 和 Downes^[40] 认为它们离银心的实际距离可能大于 100 pc, 不然早为潮汐力所瓦解。很可能 $20 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 云位于银心的前面, $50 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 云位于后面。这两个分子云与 SgrA East、CND 及电离气体流的相互作用十分复杂^[39]。很多人作了观测和研究^[41~47], 多数人认为这两个云内的分子气体流入 CND。Coil 和 Ho^[47] 则认为只有 $20 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 云与 CND 相互作用。Wright 等人^[39] 根据更大银心范围 (12 pc) 上的 HCN (1-0) 和 HCO^+ 观测得出, 在 SgrA* 以东 $90''$ SgrA East 和 $50 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 云的交界处分子云发射脊可能受两者碰撞而加速, 还有一条发射流柱从北臂向北穿过 CND 延伸到高速的红移和蓝移物质内, 说明物质从不同的方向沿不同的轨道向 CND 下落。他们认为银河系中心的吸积至少在 CND 转动时标 10^5 yr 上是高度不稳定和不均匀的, 所以是无序的、短暂的现象。McRay 等人^[48] 根据 NH_3 的 VLA 观测, 也得出 CND 与周围 GMC 的关系, 并指出了 CND 外部 SgrA East 附近的一些特征, $50 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 云、北脊和东流柱可能是被膨胀壳层扫出来的, 南流柱、北脊和一些丝状特征与 CND 有动力学联系, 表明周围的巨分子云物质正通过多种途径流向中心。

对 CND 物理模型的研究不很多, 主要有文献 [38, 49, 50]。Krolik 和 Begelman^[49] 提出云-云碰撞的簇聚盘模型, Wardle 和 Konigl^[50] 提出有磁场的连续光滑盘模型, Vollmer 和 Duschl^[38] 提出由外部 UV 辐射部分电离的等温球簇聚分析模型, 但是他们也指出新的模型需要考虑潮汐力和云的内部转动对 CND 稳定性的影响, 以及 CND 气体物质与邻近恒星之间的联系。Coker 等人^[51] 对 CND 进行了三维流体动力学数值模拟。CND 稳定性问题研究得比较多^[44, 58~60]。Gusten 等人^[52] 认为 CND 是短寿的, 不超过 10^5 yr ; Jackson 等人^[53] 认为只要 CND 有 10^7 cm^{-3} 以上的密度, 就足以抵抗中央引力场的潮汐剪切力。Vollmer 和 Duschl^[38] 得出, 即使受到潮汐剪切力作用, 在距中心 2.5 pc 处的 CND 中的气体云仍不瓦解, 寿命长达 10^7 yr 。他们还讨论了有自转和磁场的 CND 气体云的稳定性^[54], 得出在距银心 2 pc 处它们仍是稳定的, 在有自转的情况下, CND 的内边界正处于临界稳定半径, 而目前观测到的 HeI 发射线星团正是外部的一个分子云与以前的 CND 发生碰撞形成的。

除了气体成分外, 银心区更多的物质表现为恒星的成分。银心区的近红外辐射主要来自恒星。在离银心几角秒到几度的范围内, 近红外亮度相对银道面和银心略呈不对称分布, 与银心距大致呈反比, 在常数质光比的假设下 ($M/L \approx 1.2 \sim 1.8$)^[2], 恒星的体密度按银心距 $R^{-2.0 \pm 0.2}$ 下降, 可以看作是一个“等温”星团。在银心距 100 pc 处, 恒星的速度弥散度为

(75 ± 10) $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ ，并随 R 的减小而增加。大部分恒星是冷而明亮的 K、M 晚型巨星，质量为 $0.8 \sim 5 M_{\odot}$ 。这个星团长轴沿银道面延伸，所以更像个旋转椭球体。在银心距约 800 pc 尺度上的恒星分布 (有人称之为银河系的中心核球, central bulge) 更类似于恒星棒^[3]。

银河系核球呈棒状, 这早在银心附近 HI 云的非圆周运动中就已发现^[55], 现为各种观测技术 (测光方法、气体动力学方法、恒星动力学方法、亮星计数法、银核球的微透镜事件等) 所证实^[56~60]。棒的轴比为 3:1:1, 总质量约 $(1 \sim 3) \times 10^{10} M_{\odot}$, 长轴指向正银经, 与我们的视线成 $15^{\circ} \sim 45^{\circ}$ 。在研究银心区气体动力学时必须考虑恒星棒的存在。CMZ 的形态、分布、非圆周运动和强激波的存在, 都可以用银心区气体在棒引力势的作用下内落来加以解释^[61]。在恒星棒的引力力矩、核球恒星的潮汐摩擦和磁粘滞力等的作用下, 气体旋入银心的时标均约 $10^8 \sim 10^9 \text{ yr}$ ^[62,63]。

4 银心区的恒星、年轻星团及恒星形成

如前所述, 近红外的观测揭示了银心区的恒星成分, 其质量占银心区总质量的 90% 以上。对 IRAS 源的 H_2O 巡天发现, 银心区大约有 10 多个与恒星形成有关的区域, 包括 SgrB2、SgrC 等。特别引人注意的是银心附近有 3 个特殊的年轻星团, 它们包含相当多的特明亮 ($10^{6.0 \pm 0.5} L_{\odot}$) 的恒星: 中央星团、Quintuplet 星团 (五聚星团, 即 AFGL2004) 和 Arches 星团。Morris 和 Serabyn^[4] 认为这 3 个星团都是些大质量的发射线星, 包括 WR 星 (晚型的 WN、WC 星) 和蓝超巨星, 在 HeI ($2.058 \mu\text{m}$)、Br ($2.166 \mu\text{m}$) 和 HeII/CVI ($3.09 \mu\text{m}$) 上有发射, 星风速度达到 $500 \sim 1000 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。Figer 等人^[64] 指出, 这 3 个星团与发生在星系早期和碰撞星系中的超级星团十分相似, 只是质量较小, 属于这类星团的低质量端, 可看作是离我们最近的超级星团。因此, 这些星团为大质量恒星的形成、IMF 的上限、超级星团等的研究提供了机会。

Quintuplet 星团 (AFGL2004) 是 1987 年由 Glass 等人^[6] 发现的, 是银心附近 3 个年轻星团之一, 位于射电弧与银道面交叉处附近的 G 0.15–0.05 HII 区 (被称为 “Pistol” 射电脊) 以北, 离银心的投影距离为 30 pc, 银经、银纬分别为 0.16° 和 0.06° 。这个星团在最初发现时被认为是亮而冷的 IRAS 源, 经过多次观测, 发现该源可分解为 10 多颗恒星, 其中包括 5 颗极亮 ($\approx 10^5 L_{\odot}$) 而又冷 ($600 \sim 1200 \text{ K}$) 的源, 在 K 波段没有特征, 是 5 颗大质量茧星, 属于埋在尘埃壳层里的年轻恒星体 (YSOs 天体), 或者为尘埃掩埋的晚型 WC 星^[65~71], 而不可能是 OH/IR 或 AGB 一类的晚型星。但是, Moneti 等人^[72] 认为, 中红外的观测并不支持上述结论, 因此其性质依然是个谜。Quintuplet 星团附近有个称为 Sickle 的环状结构 G 0.18–0.04, 它与 Pistol 可能是相对论电子沿射电弧运动与星际气体碰撞的结果^[73]。因此, Quintuplet 星团可能是气体云被压缩、在射电脊的前面堆积而形成的。它的年龄 $\approx 4 \times 10^6 \text{ yr}$, 总质量为 $10^4 M_{\odot}$, 质量密度达 $10^3 M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-3}$ 。成员星大部分是有强星风的 OB 超巨星, 即 WR 星和亮蓝变星 (LBVs)。Figer 等人^[64] 认为, 就恒星组成、年龄等而言, 这个星团是银河系中除中央星团以外最独特的一个星团。

1992 年发现的 Arches 星团 (G 0.121+0.017, 又称为 Object 17) 离银心的投影距离为 $11'$ (约 27.5 pc), 银经、银纬分别为 0.12° 、 0.02° , 附近有许多热弧形丝状体 (the Arched thermal Filaments)^[74~77]。这是个年轻且富有大量大质量恒星的星团。该星团至少有 160 颗大质量 O

型主序星和 10 多颗 WR 型星, 最大质量 $> 100 M_{\odot}$ 。星团半径 $\approx 15''$, 核区半径 $\approx 9''$ (≈ 0.35 pc), 总质量 $7 \times 10^4 M_{\odot}$ (其中 O 型星总质量 $5 \times 10^3 M_{\odot}$), 总光度达到 $10^{7.8} L_{\odot}$, 电离光子流量为 $4 \times 10^{51} \text{ s}^{-1}$, 年龄为 $(2 \sim 4.5) \times 10^6 \text{ yr}$, 可能是 $2.5 \times 10^6 \text{ yr}$ 前银心发生大规模恒星形成的产物。星风质量损失率达 $10^{-5} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$, 附近的热弧形丝状体可能是电离面作用于背景分子云的结果。Arches 星团的 O 型星数量比银盘上任何一个年轻星团所含的 O 型星都多 (NGC 3603 和 W49A 也只有约 50 颗 O5 型星), 与大麦哲云剑鱼 30 HII 区中的年轻富星团 R 136 的 O 星族相似, 但更致密, 半径只有后者的 1/3, 平均恒星密度 $\approx 3 \times 10^5 M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-3}$, 超过 R 136 的核心密度, 但是 Arches 星团中没有看到 WN5h 和 WN6h 星, 说明它比 R 136 更老些。Arches 星团的 O 型星在赫罗图上一直延伸到主序的顶部——O3 型星, 然后转向 O 型巨星、O 型超巨星和 WR 星等更演化的类型^[78,79]。该星团对银心的恒星形成、恒星与周围分子云的相互作用、IMF 及星团的动力学演化的研究很有价值。

20 世纪 80 年代在近红外波段发现的中央星团, 是大约以 SgrA* 为中心、1 pc 以内的一个红外致密星团, 源的 K 星等多数在 11~13 mag 之间, 其中最亮的是 IRS 7 ($M_K = 6.5 \text{ mag}$), 这是颗年龄不超过 10^7 yr 、质量为 $15 \sim 25 M_{\odot}$ 的红超巨星。中央星团共有 300 多颗星, 其中约 20 颗为 HeI/HI 发射线星。亮于 $M_K = 14.5 \text{ mag}$ 的恒星 80% 都是晚型巨星和超巨星, 有显著的 CO 吸收带, 其中介于 11~14.5 mag 的晚型星是 K、M 巨星, 质量在 $1 \sim 7 M_{\odot}$, 年龄几十亿年; 9~12 mag 的晚型星可能是 AGB 星, 质量 $2 \sim 8 M_{\odot}$, 年龄为 10 至几十亿年。另外 20% 亮于 $M_K = 14.5 \text{ mag}$ 的恒星似乎是最近形成的, 或显示有很强的 HeI/HI 发射, 或者有陡而无特征的红化连续谱, 后者可能是刚形成的 ($(3 \sim 8) \times 10^6 \text{ yr}$) 还掩埋在尘埃壳层里的主序 O 型星^[80]。最靠近 SgrA* 的是 IRS 16, 这是个由几十颗恒星组成的致密星团。现有观测表明, HeI/HI 发射线星是质量为 $20 \sim 100 M_{\odot}$ 的主序后超巨星, 可能处在向 WR 星演化的过程中, 正在经历质量损失十分巨大而短暂的演化期 ($< 10^5 \text{ yr}$)。这些星的年龄不大于 $8 \times 10^6 \text{ yr}$ ^[6,80~82], 最年轻的 不大于 $3 \times 10^6 \text{ yr}$ 。

据 Zwart 等人^[83,84]的研究, 银心区的星团在 $7 \times 10^7 \text{ yr}$ 内将瓦解, 由此估计银心区 200 pc 内应有 50 个左右像 Arches 星团和 Quintuplet 星团的星团, 下限是 10 个左右, 每个质量达 $4 \times 10^4 M_{\odot}$ 。Zwart 等人由此得出, 100 个质量为 $10^4 M_{\odot}$ 、最大寿命为 10^8 yr 的星团要求恒星形成速率至少为 $0.01 M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$, 这样的速率足以在 10 Gyr 内形成 $10^8 M_{\odot}$ 的银河系核球。Dutra 和 Bica^[85]对 $5^{\circ} \times 5^{\circ}$ 的银心区域进行了 JKH 红外巡天观测, 总共发现 58 个红外星团或候选源, 多数类似于 Arches 星团和 Quintuplet 星团, 但这还需要用哈勃望远镜或地面望远镜作进一步的观测验证, 并确定其性质。

SgrA East、SgrB2 和 Quintuplet 星团都是恒星形成的活跃区域。巨分子云 SgrB2 是个 HII 复合体, 是恒星大规模形成的地点, 总光度达 $10^7 L_{\odot}$, 总质量 $10^7 M_{\odot}$ 。而其他的巨分子云在远红外并不明亮, 温度也不很高 ($20 \sim 30 \text{ K}$), 说明恒星形成并不活跃。IRAS 资料和相当的尘埃温度表明, 平均说来, 中央几百 pc 内的恒星形成并不非常活跃。

银心区的恒星形成条件与银河系的其他地区有很大的不同。由于 CMZ 中的温度、压力、粘滞度、磁场强度远高于银盘, 有些情况下要大两个量级, 银核附近的气体云受到的潮汐力可能超过密度 $< 10^7 \text{ cm}^{-3}$ ($1.6 \text{ pc}/R_G$)^{1.8} 云的自引力 (R_G 为银心距)^[86], 因此, CMZ 中的 Jeans 质量很大 ($\approx 10^5 M_{\odot}$), 只有在最密的气体云里才能触发自引力坍缩。但是, 有证据表

明, 在 CMZ 的不同地方都有恒星形成发生。云外部发生的事件触发恒星形成肯定是主要的机制, 如气体云之间的碰撞、超新星爆发和很强的气体外流产生的激波。

由于难以分辨银心方向上主序星与亮巨星, 银心区的 IMF 至今没有明确的定论。根据银心区的特殊条件, 可以估计到那里的 IMF 与其他地方很不相同, 大质量端抬高, 低质量端的截止质量也相应提高, 而且有更高的金属丰度。Gusten^[87] 在 1989 年得到 CMZ 处的恒星形成速率约为 $0.3\sim 0.6 M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$, 下限值为 $0.05 M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$, 但是他采用的是正常的 IMF。Figer^[79] 根据 Arches 星团的观测得出它的 IMF 很平, 为 -0.6 (Salpeter 值为 -1.35), Stolte 等人^[88] 得出它的 IMF 为 -0.8 , 这与 Yang 等人^[89] 得到的 -0.79 结果十分符合。Kim 等人^[90] 根据对致密星团的数值模拟得到 IMF 为 -0.75 。

5 致密的非热射电源 SgrA* 的观测特征

SgrA* 是位于复合体 SgrA 中心的一个致密的非热射电源, 与 SgrA West 中最亮的红外源 IRS 16 相距 $\approx 1''$, 被公认为银河系动力学中心。Balick 和 Brown^[91] 于 1974 年的射电干涉观测中第一次发现银心处有一个射电致密源, 1982 年 Brown 将这个不可分解的射电电源命名为 SgrA*, 以区别更延展的 SgrA 复合体。SgrA* 极其致密, 亮度温度极高 ($\geq 10^{8.8}$ K), 射电谱相当平坦, 是个不寻常的天体, 与中央极致密的暗质量天体肯定有关。

各种观测表明 SgrA* 位于银河系的动力学中心^[92~95]。Menten 等人^[92] 利用出现在红外星最内包层上的 SiO 和 H₂O 脉泽具有毫角秒精度射电位置的特点, 将银心的红外像与射电观测坐标系联系起来, 得出了 SgrA* 在银心红外星团中的位置, 其精度在 $0.03''$ 以内。他们发现 SgrA* 与任何红外源位置都不重合。Ghez 等人^[94] 于 1998 年利用银心处的恒星自行, 得出引力势中心与 SgrA* 在 $0.1''$ 范围内相符。2000 年 Ghez 等人^[95] 获得了 S0-1、S0-2、S0-4 这 3 颗恒星的加速度, 并计算了它们的轨道, 得出轨道的动力学中心与 SgrA* 符合在 $0.05''$ 以内。2003 年 Ghez 等人^[96] 用 10 m keck 望远镜主动光学系统进行 K 波段光谱观测, 得到银心 S0-2 星 (O8-B0 主序星, $\approx 15 M_{\odot}$, 年龄 10^7 yr) 的三维加速度, 并解出了该星周期为 15.78 yr 的开普勒轨道, 该星视向速度 $510 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 考虑到切向速度, 总的空间速度达到 $(6660 \pm 730) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。他们还解出中心暗天体的质量为 $(4.1 \pm 0.6) \times 10^6 (D/8 \text{ kpc})^3 M_{\odot}$ (D 为太阳的银心距)。在解轨道时 Ghez 等人没有假定中心天体的位置, 最后解出的中心天体位置与 SgrA* 的位置在 $\pm 2 \text{ mas}$ 误差范围内相符, 表明银心中天体位于天空平面上离 S0-2 仅 11 mas 即大约 100 AU 的距离上。SgrA* 不是个恒星状天体, VLBI 观测已将它分解成一定的大小。因星际介质的散射加宽, SgrA* 的大小正比于观测波长 λ^2 。Lo 等人^[97] 获得长轴近似东西, 短轴直径 $\theta_{\min} = 0.76 (\lambda/\text{cm})^2 \text{ mas}$, 长轴直径 $\theta_{\text{maj}} = 1.42 (\lambda/\text{cm})^2 \text{ mas}$, 轴比 0.53 与波长无关。对星际介质散射进行改正后, 发现 SgrA* 在 7 mm 波长上的本征大小沿南北方向延伸, 南北方向长 $(0.44 \pm 0.09) \text{ mas}$, 东西方向长 $\leq 0.13 \text{ mas}$ 。各种测量表明^[97~101], SgrA* 在毫米波段上东西直径的上限 $\approx 1 \text{ AU}$, 南北方向 $\approx 3.6 \text{ AU}$, 要求亮度温度 $\approx 10^{10}$ K, 东西直径的下限为 $\approx 0.1 \text{ AU}$, 对应 $5 \times 10^{11} \text{ K}$ 。因此, SgrA* 属于典型的 AGN 射电核。

Backer 指出^[102], 根据他们在 1981~1988 年的 VLA 观测, 取太阳速度为 $220 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 银心距 8.0 kpc , 得到 SgrA* 的银经和银纬自行分别为 $(-6.55 \pm 0.34) \text{ mas} \cdot \text{yr}^{-1}$ 及 (-0.48 ± 0.23)

$\text{mas} \cdot \text{yr}^{-1}$ 。Backer 和 Sramek^[103] 根据 1981~1998 年的 VLA 观测, 得出自行分别为 $(-6.18 \pm 0.19) \text{mas} \cdot \text{yr}^{-1}$ 及 $(-0.65 \pm 0.17) \text{mas} \cdot \text{yr}^{-1}$ 。Reid 等人^[104] 根据 VLBI 的观测, 得出自行分别为 $(-5.90 \pm 0.35) \text{mas} \cdot \text{yr}^{-1}$ 及 $(+0.20 \pm 0.30) \text{mas} \cdot \text{yr}^{-1}$ 。因此, SgrA* 的自行相当于一个静止在银河系中心的天体的长期视差, 它符合银河系的自转速度 $220 \text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。扣除银河系的自转, SgrA* 本动 (相对背景类星体) $\leq 20 \text{km} \cdot \text{s}^{-1}$, 这说明我们对银河系结构的基本认识是正确的, SgrA* 也确实处于银河系的中心。SgrA* 的本动可能是物质吸积下落过程中密度不均匀造成辐射传递不稳定所致。由于 SgrA* 定义为银河系的动力学中心, 所以有必要考虑银道坐标系原点的漂移。在 J2000 系统中, SgrA* 在 1996.25 历元的位置为: RA (1996.25) = $17^{\text{h}}45^{\text{m}}40^{\text{s}}.0409$, DEC (1996.25) = $-29^{\circ}00'28''.118$, 坐标的绝对误差为 12 mas。

上述观测也决定了 SgrA* 的质量下限。Melia 和 Falcke^[1] 以及 Reid 等人^[104] 均指出, SgrA* 的质量下限为 $1000 M_{\odot}$, 表明它不是个类点源。因此, 可以排除 SgrA* 的中子星模型或双星模型。不过, Reid 等人还指出, 因为 SgrA* 的质量下限仅仅是从恒星运动获得的引力质量的千分之一, 所以还不能得出结论, 说银心暗物质的质量都在 SgrA* 里。如果 SgrA* 与中央暗天体不是同一个天体, 那么它将受到后者的引力势作用。如果它们是同一天体, 就必须避免看到 SgrA* 的运动。这样, 要么 SgrA* 绕中央暗天体运动的轨道极小 ($\ll 1 \text{mas}$), 要么它的质量分布在极小的范围 (VLBI 分辨尺度 $\approx 1 \text{mas}$ 或 $4 \times 10^{-5} \text{pc}$; 恒星运动尺度 300 mas 或 0.01 pc) 内极陡地上升, 即所谓的 $\alpha = 5$ 的 Plummer 模型。所以, Reid 等人指出, 未来的 VLBI 观测须将 SgrA* 的运动测量精度达到 $0.2 \text{km} \cdot \text{s}^{-1}$, 才能比较肯定地回答 SgrA* 是否是特大质量的黑洞。

SgrA* 的辐射谱在低频端 (1 GHz 以下) 上的强度上下起伏, 谱指数为 0.1~0.4, 1 GHz 可能是辐射谱的低频转折点^[1]。在该频率之上, 谱指数缓慢上升, 大致形成两段: 50 GHz 以下比较平坦, 1.36~8.5 GHz 上 ≈ 0.17 , 15~43 GHz 上为 0.3; 50 GHz 以上即毫米波段谱指数明显上升, 形成毫米波过剩, 谱指数 ≈ 0.5 , 特别是在 2~3 mm 上, 谱指数更高 ≈ 0.8 , 而且是可变的, 每年发生几次短时标 (小于 1 个月) 的微弱爆发, 同时伴随谱的变化。由于射电谱指数是正的, 所以 SgrA* 的能量主要集中在高频端。300~700 GHz 上的总流量约 3~4 Jy, 700 GHz 以内的总光度 $\approx 1.4 \times 10^{28} \text{J} \cdot \text{s}^{-1}$, 约 $40 L_{\odot}$, 该光度远低于 1 个太阳质量的爱丁顿光度 $3.4 \times 10^4 L_{\odot}$ 。在更高频率 (红外波段) 上, 谱陡然下降, 在短于 $20 \mu\text{m}$ 波长上随频率增加按 ν^{-1} 下降, $30 \mu\text{m}$ 流量 $< 1.4 \text{Jy}$, $24.5 \mu\text{m}$ 流量 $< 450 \text{mJy}$, $8.81 \mu\text{m}$ 流量 $< 114 \text{mJy}$, $2.2 \mu\text{m}$ 流量 $< 4 \text{mJy}$ 。经星际介质消光改正后可间接导出 SgrA* 在光学和紫外波段上的总发射功率 $< 10^6 L_{\odot}$, 辐射亮度温度为 35000 K。在 X 波段 (1 keV 以上), ROSAT 在 SgrA* 方向探测到 X 辐射, 但是由于波束过大, 可能包含其他的发射。Chandra 卫星在 SgrA* 附近 $1''$ 内探测到一个 X 射线源, 在 0.5~10 keV 上的光度为 $0.9 \times 10^{27} \text{J} \cdot \text{s}^{-1}$, 谱指数为 2.75^[105]。在 35~150 keV 上, SgrA* 方向上还没有发现相应的源。SgrA* 的总 X 辐射能量不会超过 $2.5 \times 10^{28} \text{J} \cdot \text{s}^{-1}$ 。在 100 MeV 上的 γ 辐射功率 $\approx 2.2 \times 10^{30} \text{J} \cdot \text{s}^{-1}$, 这只能作为辐射上限, 因为波束太大 (1.5°)。

早在上世纪 80 年代, 已经发现了 SgrA* 的射电流量变化, Brown 和 Lo^[106] 报道在 3 年内发现从 yr 到 d 各种时标上的变化, 变化幅度达 20%~40%。Zhao 和 Goss^[107] 发现变化幅度向高频增加。在毫米波段还观测到 $\approx 100\%$ 的大幅度变化^[108,109]。Zhao 等人^[110] 在 1.3

mm 和 0.87 mm 上对 SgrA* 监测了 15 个月, 发现该期间 SgrA* 发生了 3 次射电耀 (时标为数周), 但没有发现类似 X 波段 ≈ 1 h 的耀。射电耀期间 SgrA* 向短亚毫米波段增强, 在 $2\sim 3\sigma$ 水平上勉强探测到 1.3 mm 上流量的逐天变化, Zhao 等人对 10 min \sim 2.5 h 的周期变化进行了搜索, 没有发现超过 5% 幅度 (3σ) 变化的信号。同时, 他们还将 1.3 mm 的观测与 VLA 1.3 cm 的观测进行了比较, 发现两者的光变曲线相关。经交叉证认, 发现有大于 3 d 的时延, 射电耀首先发生在 1.3 mm 上。另外, 时标 ≈ 1 h 的 X 耀比射电耀早到 10 d。Zhao 等人^[111]根据 VLA 的观测, 发现在 1.3 cm 和 2.0 cm 上 SgrA* 有 106 d 的周期, 而在 6 cm 和 20 cm 上没有发现类似的周期。1.3 cm 上的脉冲信号的谱指数为 1.0 ± 0.1 , 幅度 (0.42 ± 0.04) Jy, 时标 (25 ± 5) d。他们认为这种时变产生于 SgrA* 的内部。Liu 和 Melia^[112]认为这种周期是吸积盘在黑洞自转的诱导下产生的进动信号。

根据 Chandra 卫星的观测, SgrA* 的 X 辐射具有两种成分^[105]: 宁静成分和闪耀成分。宁静成分的特征为: (1) 作吸收改正后的 2~10 keV 上的功率为 $2.2_{-0.2}^{+0.4} \times 10^{26} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$; (2) 可用谱指数 $2.2_{-0.7}^{+0.5}$ 的吸收幂律谱拟合; (3) 有时标 1 h 的变化。关于闪耀成分的观测情况为: Chandra 卫星观测到的 X 耀持续了 10000 s, 经光电吸收效率和尘埃散射的改正, 在 2~10 keV 通道上导出的 X 光度为 $2.2 \times 10^{26} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$ (宁静状态) 和 $1.0 \times 10^{28} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$, X 耀时的幅度增强 45 倍, 这次 X 耀的上升或下降的时标约为几百秒, 意味着活动尺度 $\approx 10R_s$ (Schwarzschild 半径)。此外, 闪耀期间谱指数变硬, 为 1.30 ± 0.55 , 比宁静时平了许多。Goldwurm 等人^[113]最近报道了欧洲 XMM-Newton 卫星在 2~10 keV 上观测到的一次新的 X 耀, 当时 SgrA* 的 X 光度增强了 20 倍, 达到 $4 \times 10^{27} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$, 持续时间约 900 s。闪耀期间, X 辐射谱是硬的。因此, SgrA* 的 X 耀变成成分的特征为: X 光度可增强几十倍, 谱指数变硬, 活动区范围为几十 R_s 。

总之, SgrA* 是一个相当弱的辐射源, 也是一个极暗弱的星系核, 其热光度是质量为 $2.6 \times 10^6 M_\odot$ 黑洞的爱丁顿光度的 $10^{-8.5}$ 倍。因此, 除了前面提到的理由外, 根据 SgrA* 的光度也可以排除它的恒星模型, 因为 SgrA* 的功率远高于恒星模型的典型值, 而且射电谱太平坦, 光度太稳定。所以现在的注意力主要集中于单个大质量黑洞产生的吸积模型。

20 世纪 90 年代初, Melia^[114,115]提出了球吸积模型, 认为吸积流自由下落, 形成开普勒盘。射电辐射和 X 辐射来自自由下落气体的同步辐射和韧致辐射。但是这种模型太简化, 以致吸积流依然具有很大的角动量。Narayan 等人^[116,117]提出了平流占主导的吸积流模型 (ADAF 模型), 这种吸积模型的辐射效率很低, 可以自然地解释 SgrA* 的低光度现象, SgrA* 的大部分能量不是被辐射掉而是以粘滞耗散能的形式储存在吸积流里。在这个模型中, 射电辐射来自最内层盘区的同步辐射, 而 X 辐射来自 $10^3 \sim 10^4 R_s$ 区域内的自由电子的韧致辐射。但是 ADAF 模型不能解释射电暴和 X 耀 (预计 X 耀的时标为几千小时), 它把射电辐射高估了 1 个量级, 得到的 X 谱也太硬 (1.4)^[118]。Falcke 等人^[119]提出, SgrA* 的射电辐射来自喷流, 而不是来自于盘, 亚毫米过剩是喷流的加速区——喷口处产生的, 其余低频辐射来自喷流的其他部分, 喷口的尺度约 $10 R_s$ 。该模型极好地解释了 SgrA* 的射电谱, 但是没有考虑它的 X 辐射。最近, Yuan 等人^[118]提出喷流加 ADAF 吸积盘模型, 它可以解释 SgrA* 的整个辐射谱, 从射电、亚毫米、红外到 X 射线。

6 银心暗天体的各种模型

在银河系动力学中心 SgrA* 处存在一个超质量的暗天体已是无可争辩的事实, 其特征可总结如下:

- (1) 致密的尺度 ($< 1 \text{ AU}$);
- (2) 巨大的质量 ($2.6 \times 10^6 M_{\odot}$);
- (3) 低光度 ($< 2.2 \times 10^{30} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$), 高质光比 (> 400);
- (4) SgrA* 的微小自行;
- (5) SgrA* 的非热辐射源的起源;
- (6) SgrA* 附近恒星的高速运动;
- (7) SgrA* 的短时 X 耀变和射电耀变。

支持 SgrA* 为单个恒星尺度天体的最强证据是它的致密性。银心附近高分辨观测和 X 辐射的短时耀变都支持 SgrA* 致密的结论。由于该暗天体同时具有巨大的质量, 所以可以排斥恒星模型的假设。

银心暗天体的质量现已测量得十分精确。根据对 SgrA* 附近高速恒星运动轨道的测量, 能够直接解出中央黑洞的质量、太阳银心距 R_0 和有关的相对论效应, 只是由于观测误差, 黑洞的许多性质还不能确定^[119~124]。Eckart 和 Genzel^[120] 对距 SgrA* 0.03~0.3 pc 的 39 颗恒星的自行进行分析, 得出 0.015 pc 内的质量至少为 $2.45 \times 10^6 M_{\odot}$, 中央暗天体的质量密度必须超过 $10^{12} M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-3}$ 。Genzel 等人^[122] 分析了银心中央 100 多颗恒星自行的动力学行为, 得出恒星的自行(天空投影的切向速度和视向速度)基本上是各向同性的, 但是离 SgrA* $1'' \sim 10''$ ($< 0.4 \text{ pc}$) 的年轻早型星(HeI 发射线星和 IRS 16 的亮成员)的自行与各向同性有重大偏离。距 SgrA* 最近(相距 $1''$ 以内)的快速星则在很扁的轨道上运行, 由此得到中央暗天体的质量在 $(2.6 \sim 3.3) \times 10^6 M_{\odot}$ 之间, 致密的中央天体的质量密度为 $4 \times 10^{12} M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-3}$ 。Chakrabarty 和 Saha^[123] 提出一种无参数法来估计黑洞的质量。他们利用约 100 颗恒星的自行得出 0.0044 pc 内的质量为 $(2.0 \pm 0.7) \times 10^6 M_{\odot}$; 根据约 300 颗恒星的径向速度得出 0.046 pc 内的质量为 $(2.0^{+1.6}_{-1.0}) \times 10^6 M_{\odot}$; 根据约 30 颗恒星的三维速度得出 0.046 pc 内的质量为 $(1.8^{+0.4}_{-0.3}) \times 10^6 M_{\odot}$ 。Pessah 和 Melia^[124] 根据 Chandra 卫星对 SgrA* 弥漫 X 辐射的观测建立了一个模型: 超大质量黑洞周围有一个由中子星构成的晕, 这个暗晕星团的核半径为 0.06 pc, 它吸积下落的气体产生弥漫的 X 辐射。据此, 得出中央超质量黑洞的质量上限为 $2.2 \times 10^6 M_{\odot}$ 。Schodel 等人^[125] 对离黑洞最近的一颗恒星 S2 进行了为期 10 年的观测, 共观测了约 2/3 圈轨道, 解出它的转动周期为 15.2 yr, 在近心距 124 AU 内的质量为 $(3.7 \pm 1.5) \times 10^6 M_{\odot}$ 。总之, 目前银心 10 pc 内的质量分布可以用一个 $2.6 \times 10^6 M_{\odot}$ 的点质量, 加上一个半径为 0.34 pc、质量密度为 $3.9 \times 10^6 M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-3}$ 、密度分布指数为 1.8 的可见星团很好地拟合。

至于这个超大质量暗天体究竟是个什么样的天体, 至今仍有争议。大致有下列几种模型:

- (1) 单个特大质量黑洞;
- (2) 不发光或低光度天体(如超新星遗迹、褐矮星、白矮星、中子星、恒星级黑洞等)组成

的星团；

(3) 基本粒子团 (非重子物质组成, 如重中微子球、玻色子球、费密子球)。

超大质量的黑洞模型 (SBH) 依然是首选方案。银河系中心存在超大质量黑洞首先由 Lynden-Bell 和 Rees^[126] 于 1971 年提出。前面叙述的 SgrA* 特征以及其他星系中心和活动星系核的情况, 间接地支持了该模型。当然, 现在并无直接的证据, 但是有 3 方面的研究工作和进展值得注意。一是用 VLBI 对黑洞阴影成像的方法直接测量黑洞视界的大小^[127]。至目前为止, 关于黑洞存在的论证都是间接的, 如 X 双星的轨道、X 辐射和射电辐射的时变、星系核附近恒星的高速运动等等, 如果能直接观测到黑洞视界则是极其有价值的, 而银心暗天体可能是离我们最近的超大质量黑洞, 利用今天的观测技术直接探测证实其存在的可能性也是最大。转动黑洞的视界直径为 $(1 + \sqrt{1 - a_*^2})R_s/2$, $a_* \equiv Jc/(GM^2)$ 是黑洞的无量纲自转, J 是黑洞的角动量, M 是黑洞质量。Falcke 等人^[129] 指出, 当黑洞映衬在一个发光源前时, 黑洞的视界使发射源的中心部分变暗, 这就是黑洞的“阴影”。阴影的尺度因黑洞强烈弯曲光束而比视界来得大, 在银心的情况下, 对转动黑洞及无转动黑洞, 阴影直径分别为 $4.6R_s$ ($30 \mu\text{as}$) 和 $5.2R_s$ ($33 \mu\text{as}$), 比现有的亚毫米 VLBI 的分辨率尚高一倍。Krichbaum 等人^[127] 在 86 GHz (3.5 mm) 和 215 GHz (1.4 mm) 上对 SgrA* 进行了 VLBI 观测, 分别获得它的尺度为 $(190 \pm 30) \mu\text{as}$ 和 $(110 \pm 60) \mu\text{as}$, 后者相当于 R_s ($\approx 6.5 \mu\text{as}$) 的 17 ± 9 倍。他们指出, 亚毫米波段上的洲际 VLBI 测量 (条纹间隔达到 $\approx 20 \sim 30 \mu\text{as}$) 可能获得银心大质量黑洞视界的实际大小。第二项进展是测量中央黑洞的自转, 即通过单天线对 SgrA* 毫米 / 亚毫米辐射的时变测量来研究黑洞的自转^[128]。因为 SgrA* 的尺度随频率增高而变小, 在毫米和亚毫米波段上气体变得相当透明, 所以 SgrA* 亚毫米波段上的辐射过剩应当来自处于最内稳定轨道上的气体, 而频率低于亚毫米过剩峰值的辐射则可能起源于黑洞的前后。因此, 亚毫米波段上的辐射过剩是处于黑洞视界附近的气体活动的一种信号, 该波段的时变周期应当与最内稳定轨道有关, 也即与这种活动有关。Melia 等人得出该轨道的周期为 $2.7 \sim 36 \text{ min}$, 它取决于黑洞自转数值及轨道是顺行还是逆行, 对于 Schwarzschild 黑洞, 它的轨道周期为 20 min 。Falcke 等人^[129,130] 指出, 亚毫米过剩来自半径为几个 Schwarzschild 半径的区域, 所以, 将来我们通过亚毫米 VLBI 实验, 能够对背景成像的惟一黑洞是 SgrA*。第三项进展是研究 SgrA* 与中央星团的相互作用 (微透镜事件和潮汐扰动)。SgrA* 被中央星团的一群亮星所包围, 它就像个微透镜, SgrA* 背后的恒星亮度将会被放大。Alexander 和 Loeb^[131] 估计, 由于中央星团的存在大大提高了该事件的发生几率, 在银心 $2''$ 内看到 K 星等为 20 mag 的引力透镜事件的几率估计为 1%。中央黑洞对中央星团的潮汐扰动是另一种相互作用。银心潮汐扰动事件的发生率估计为每 $10^4 \sim 10^5 \text{ yr}$ 一次^[80,132], 被扰动的恒星将其一半的质量在立体角 Ω 内抛出来, $\Omega \geq 16(R_*/R_p)^{1/2}(M_*/M_h)^{1/2}$, R_* 、 M_* 、 R_p 、 M_h 分别为恒星的半径、质量、近心距和黑洞的质量。根据年龄、形态和动力学, SgrA East 似乎是过去 $1 M_\odot$ 的恒星在 $10 R_\odot$ 近心距处发生潮汐扰动事件的遗迹, 它爆发释放的能量为 $4 \times 10^{45} \text{ J}$ 。

银心超大质量黑洞模型的问题是光度不足。按照致密天体的吸积理论, $2.6 \times 10^6 M_\odot$ 的黑洞应当以 $10^{-6} M_\odot \cdot \text{yr}^{-1}$ 的吸积率吸积周围气体, 产生 $\geq 10^{35} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$ 的光度。但是, 考虑星际气体和尘埃的消光后, SgrA* 的总光度 $< 10^{30} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$ 。这个矛盾被称为“黑度问题 (blackness problem)”或“黑洞饥饿问题 (black hole on starvation)”。因此, 要么修改黑洞的标准吸积动

力学模型(如前节所述的喷流加 ADAF 吸积盘模型), 要么提出其他模型。

Maoz^[133,134]指出, 高质光比和高速气体运动还不能惟一认定暗天体就是单个大质量黑洞, 还必须排除其他暗天体星团的可能性。这里有两种可能的模型。

第一种取代超大质量黑洞的最简单模型是: 银心暗天体是由不发光或低光度天体(低质量恒星、中子星和恒星级黑洞等)组成的星团。Schodel 等人^[125]得出, 假如中央点质量用 Plummer 质量分布来替代的话, 中央质量密度要超过 $10^{17} M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-3}$, 对于这样一个质量密度的星团, 在 10^5 yr 内就会被蒸发或坍缩。Maoz^[133]也根据星团成员星的蒸发和碰撞瓦解指出, 对于银河系和 NGC 4258 两个星系, 它们的星系核内的星团寿命 $\approx 10^8 \text{ yr}$, 远远小于星系现在的年龄, 因此可以排除恒星一类低光度星团的可能性。但是, 对这两个星系还不能排除极低质量(对于 NGC 4258, $\leq 0.04 M_{\odot}$; 对于银河系, $\leq 0.005 M_{\odot}$) 黑洞星团和基本粒子球的可能性, 因为前者的蒸发时标可以任意长, 只要黑洞质量任意小。极低质量黑洞模型的困难在于它们不能在恒星演化中形成, 只能在宇宙的早期形成。另外, 银河暗晕中的微引力透镜实验已经排除存在质量为 $10^{-4} M_{\odot} \leq m_{\text{BH}} \leq 0.03 M_{\odot}$ 的黑洞的可能^[135]。Genzel 等人^[61]提出银河系中心超质量黑洞的周围存在一个黑洞星团, 它们由质量 $> 30 M_{\odot}$ 的恒星坍缩而成。Miralda-Escude 和 Gould^[136]认为多达 25000 个恒星级的黑洞因动力学摩擦而合并到中央 pc 内, 形成了这个黑洞星团。他们提出几个可观测效应: 年轻星被黑洞星团赶出中央区的弛豫时间为 10^9 yr , 所以这个区域应当排除低质量的老年星族, 几角秒量级的核半径内主要由年轻 ($< 1 \text{ Gyr}$) 恒星组成, 老年星应当分布在更大半径尺度上 ($1 \sim 2 \text{ pc}$), 银心 K 波段面亮度分布轮廓已支持了这一点。由于低质量星被排除出中央区, 中央超质量黑洞捕获的普通星很少, 所以恒星在光学波段发出的耀要比期待的少; 另外, 中央超质量黑洞对核球背景中的恒星会产生微透镜事件, 而黑洞星团则会产生次级事件, 但是这种观测效应要求大大提高现有红外成像的灵敏度和分辨率。

第二种取代超大质量黑洞的模型是基本粒子球模型, 即银心暗天体是个由基本粒子组成的球状天体。这种模型根据基本粒子的类型分为两类, 一类是费密子球(中微子、引力子、轴子等), 另一类是玻色子球。对于费密子球, 例如暗天体是由大质量中微子和反中微子组成的球, 球内费密子的简并压将平衡整个系统的自引力^[137~139]。de Paolis 等人^[140]认为, 这种模型若成立, 中微子的质量必须限制在 $11 \sim 24 \text{ keV} \cdot c^{-2}$ 之间, 这时才可以构造出质量 $10^9 \sim 10^{10} M_{\odot}$ 、半径 $10^{-3} \sim 10^{-2} \text{ pc}$ 的中微子球模型。需要更高灵敏度和分辨率的下一代 X 射线望远镜(例如未来的微角秒 X 射线卫星 MAXIM 计划——Micro-Arcsecond X-ray Imaging Mission) 对此进行证实。Schodel 等人^[125]认为, 他们的资料可以否定质量为 $10 \sim 17 \text{ keV} \cdot c^{-2}$ 的费密子球模型。因为一个非相对论的、质量为 $3 \times 10^6 M_{\odot}$ 的重费密子球的大小是有限的 ($0.9''$)。在这样的球模型中, 恒星 S2 的逃逸速度为 $1700 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 最短的轨道周期为 37 yr , 这与观测不符。另外, 它还要求中微子质量超过 $50 \text{ keV} \cdot c^{-2}$, 因此也可以排除这种费密子球模型。但是目前还不能排除玻色子模型。

Torres 等人^[141]提出, 假定中央天体是个大质量的玻色子星, 即由玻色子组成的非重子物质天体, 则这种天体的主要特征是: 高度相对论性的, 其大小比同等质量黑洞的 Schwarzschild 半径略大些; 没有视界也没有奇点; 组成该天体的粒子彼此间只有引力作用。按海森堡不确定原理, 该天体不会坍缩成一个奇点。费米中微子球是个延展的天体, 而玻色子星更类似一个黑洞。

现有两种方法可以确定中央黑洞的准确位置。一是通过测量很靠近 SgrA* 的 3 颗恒星的加速度来确定, 这 3 颗恒星的加速度中心位于离 SgrA* 0.05" 的一个大小为 $0.03'' \times 0.06''$ 的区域内^[95], 它不与任何红外源重合。利用超大质量黑洞对背景星的引力透镜效应是确定黑洞位置的另一种途径^[142], 这种方法与黑洞质量、 R_0 及恒星分布无关。黑洞位于背景星的两个引力透镜像的连线上, 多颗背景星的引力透镜事件就可以确定黑洞的位置。

7 结 束 语

我们简要回顾了近 10 年来对银心的观测和研究。10 年来, 银心的观测与研究取得了很大的进展, 基本搞清了银心的总体结构和各种特征。银心几乎是个天体的“博物馆”, 它内涵了银河系内各种类型的天体: 从星际介质、分子云、恒星到星团, 从晚型星到早型星, 从刚形成的年轻星、老年星到超新星遗迹, 从各种红外源、射电源到 X 射线源, 从暗物质到黑洞……, 几乎无所不包, 是研究这些天体形成和演化的最好场所, 而且银心暗天体是不久的将来能够用现代技术观测和分辨的星系核。这对于活动星系核、宇宙暗物质、黑洞等的研究都具有重要的价值。

然而, 还有若干重要问题有待进一步的观测和研究: 首先是关于银心暗天体的, 银心暗天体是超大质量黑洞还是基本粒子球还是其他暗物质天体, 有待于新的观测加以分辨和证实。亚毫米 VLBI 观测以及微引力透镜观测是极有希望的两种手段。银心暗天体与银心附近恒星和星际物质的相互作用对于银心区的结构和天体的形成显然具有重要作用, 因此, 研究它们之间的相互作用同样具有重要意义。其次, 在银心特殊条件下恒星和星团的形成与演化、它们与银心区介质的相互作用都还不清楚。银心区恒星的恒星形成速率、初始质量函数、大质量恒星形成的途径等等都有待于进一步观测及更深入的研究。

本文没有涉及银心区的磁场结构和有关的偏振观测与研究, 这些将另文发表。

参考文献:

- [1] Melia F, Falcke H. *ARA&A*, 2001, 39: 309
- [2] Genzel R, Townes C H. *ARA&A*, 1987, 25: 377
- [3] Genzel R, Hollenbach D, Townes C H. *Rep. Prog. Phys.*, 1994, 57: 417
- [4] Morris M, Serabyn E. *ARA&A*, 1996, 34: 645
- [5] Cotera A S, Simpson J P, Erickson E F *et al.* *ApJS*, 2000, 129: 123
- [6] Glass I S, Catchpol R M, Whitelock P A. *MNRAS*, 1987, 227: 373
- [7] Clenet Y, Rouan D, Gendron E. *A&A*, 2001, 376: 124
- [8] Becklin E E, Neugebauer G. *ApJ*, 1968, 151: 145
- [9] Gatley I, Becklin E E, Wynn-Williams C G *et al.* *ApJ*, 1977, 216: 277
- [10] Gatley I, Becklin E E, Werner M W *et al.* *ApJ*, 1978, 220: 822
- [11] Becklin E E, Gatley I, Werner M W. *ApJ*, 1982, 258: 135
- [12] Odenwald S F, Fazio G G. *ApJ*, 1984, 283: 601
- [13] Mezger P G, Zylka R, Salter C J *et al.* *A&A*, 1989, 209: 337
- [14] Davidson J A, Werner M W, Wu X *et al.* *ApJ*, 1992, 387: 189
- [15] Tanner A, Ghez A M, Morris M *et al.* *ApJ*, 2002, 575: 860
- [16] Larosa T N, Kassim N E, Lazio T J W *et al.* *AJ*, 2000, 119: 207

-
- [17] Kellogg E, Gursky H, Murray H *et al.* ApJ, 1971, 169: L99
- [18] Watson M G, Willingale R, Hertz P *et al.* ApJ, 1981, 250: 142
- [19] Skinner G K, Willmore A P, Eyles C J *et al.* Nature, 1987, 330: 544
- [20] Predehl P, Truemper J. A&A, 1994, 290: L29
- [21] Koyama K. Bull. Am. Astron. Soc., 1995, 27: 1372
- [22] Maeda Y, Koyama K. ASP Conf. Ser., 1996, 102: 423
- [23] Koyama K, Maeda Y, Sonobe T *et al.* PASJ, 1996, 48: 249
- [24] Goldwurm A, Cordier B, Paul J *et al.* Nature, 1994, 371: 589
- [25] Dahmen G, Cordier B, Paul J *et al.* A&A, 1998, 331: 959
- [26] Bania T M. ApJ, 1977, 216: 381
- [27] Liszt H S, Burton W B. ApJ, 1978, 226: 790
- [28] Bally J, Stark A A, Wilson R W *et al.* ApJS, 1987, 65: 13
- [29] Oka T, Hasegawa T, Sato F *et al.* ApJS, 1998, 118: 455
- [30] Burton W B, Liszt H S. A&AS, 1983, 52: 63
- [31] Heiligman G M. ApJ, 1987, 314: 747
- [32] Jackson J M, Heyer M H, Paglione T A D *et al.* ApJ, 1996, 456: L91
- [33] Lee C W. ApJS, 1996, 105: 129
- [34] Bitran M, Alvarez H, Bronfman L *et al.* A&AS, 1997, 125: 99
- [35] Oka T, Hasegawa T, Handa T *et al.* ApJ, 1996, 460: 334
- [36] Paglione T A D, Jackson J M, Bolatto A D *et al.* ApJ, 1998, 493: 680
- [37] Tsuboi M, Handa T, Ukita N. ApJS, 1999, 120: 1
- [38] Vollmer B, Duschl W. A&A, 2001, 367: 72
- [39] Wright M C H, Coil A L, McGary R S *et al.* ApJ, 2001, 551: 254
- [40] Gusten R, Downes D. A&A, 1981, 99: 27
- [41] Ho P T P, Jackson J M, Barrett A H *et al.* ApJ, 1985, 288: 575
- [42] Ho P T P, Ho L C, Szczepanski J C *et al.* Nature, 1991, 350: 309
- [43] Genzel R, Stacey G J, Harris A I *et al.* ApJ, 1990, 356: 160
- [44] Serabyn E, Lacy J H, Achtermann J M. ApJ, 1992, 395: 166
- [45] Dent W R F, Matthews H E, Wade R *et al.* ApJ, 1993, 410: 650
- [46] Marshall J, Lasenby A N, Harris A I. MNRAS, 1995, 277: 594
- [47] Coil A L, Ho P T P. ApJ, 2000, 533: 245
- [48] McRay R S, Coil A L, Ho P T P. ApJ, 2001, 559: 326
- [49] Krolik J H, Begelman M C. ApJ, 1988, 329: 702
- [50] Wardle A, Konigl M. ApJ, 1993, 410: 218
- [51] Coker R F, Stolovy S R, Christopher M H *et al.* Bull. Am. Astron. Soc., 2003, 34: 712
- [52] Gusten R, Genzel R, Wright M C H *et al.* ApJ, 1987, 318: 124
- [53] Jackson J M, Geis N, Genzel R *et al.* ApJ, 1993, 402: 173
- [54] Vollmer B, Duschl W J. A&A, 2001, 377: 1016
- [55] de Vaucouleurs. In: Kerr F J, Rodgers A W eds. IAU-URSI Symp. 20, Dordrecht: Kluwer, 1964: 88~91, 195~199
- [56] Dwek E, Arendt R G, Hauser M G *et al.* ApJ, 1995, 445: 716
- [57] Wada K, Taniguchi Y, Habe A *et al.* ApJ, 1994, 437: L123
- [58] Blum R D. ApJ, 1995, 444: L89
- [59] Stanek K Z, Mateo M, Udalski A *et al.* ApJ, 1994, 429: L73
- [60] Zhao J H, Goss W M, Ho P T P. ApJ, 1995, 450: 122
- [61] Genzel R, Thatte N, Krabbe A *et al.* ApJ, 1996, 472: 153
- [62] Stark A A, Bally J, Gerhard O E *et al.* MNRAS, 1991, 248: 14
- [63] Morris M. In: Blitz L, Tenben P eds. IAU Symp. 169, Dordrecht: Kluwer, 1996: 247

-
- [64] Figer D F, McLean I S, Morris M. *ApJ*, 1999, 514: 202
- [65] Glass I S, Moneti A, Moorwood A F M. *MNRAS*, 1990, 242: 55
- [66] Okuda H, Shibai H, Nagagawa T *et al.* *ApJ*, 1990, 351: 89
- [67] Moneti A, Glass I S, Moorwood A F M. *MNRAS*, 1992, 258: 705
- [68] Moneti A, Glass I S, Moorwood A F M. *MNRAS*, 1994, 268: 194
- [69] Nagata T, Woodward C E, Shure M *et al.* *ApJ*, 1990, 351: 83
- [70] Nagata T, Woodward C E, Shure M *et al.* *AJ*, 1990, 104: 1676
- [71] Figer D F, McLean I S, Morris M. *ApJ*, 1995, 447: L29
- [72] Moneti A, Stolovy S, Blommaert J A D L *et al.* *A&A*, 2001, 366: 106
- [73] Yusef-Zadeh F, Morris M. *AJ*, 1987, 94: 1178
- [74] Yusef-Zadeh F, Nord M, Warsle M *et al.* *ApJ*, 2003, 590: 1676
- [75] Cotera A S, Erickson E F, Colgan S W *et al.* *ApJ*, 1996, 461: 750
- [76] Lang C C, Goss W M, Rodriguez L F *et al.* *ApJ*, 2001, 551: L143
- [77] Blum R D, Schaerer D, Pasquali A *et al.* *AJ*, 2001, 122: 1875
- [78] Serabyn E, Shupe D, Figer D F. *Nature*, 1998, 394: 448
- [79] Figer D F. *ApJ*, 2002, 581: 258
- [80] Alexander T. *ApJ*, 1999, 527: 835
- [81] Lebofsky M J, Reike G H, Tokunaga A T. *ApJ*, 1982, 263: 736
- [82] Eckart A, Reike G H, Tokunaga A T. *A&A*, 1999, 352: L22
- [83] Zwart S F P, Makino J, McMillan S L W *et al.* *ApJ*, 2001, 546: L101
- [84] Zwart S F P, Makino J, McMillan S L W *et al.* *ApJ*, 2002, 565: 265
- [85] Dutra C M, Bica E. *A&A*, 2000, 359: L9
- [86] Morris M. *ApJ*, 1993, 408: 496
- [87] Gusten R. In: Morris M ed. *IAU Symp.* 133, Dordrecht: Kluwer, 1989: 89
- [88] Stolte A, Grebel E K, Brandner W *et al.* *A&A*, 2002, 394: 459
- [89] Yang Y, Park H S, Lee M G *et al.* *J. Korean Astron. Soc.*, 2002, 35: 141
- [90] Kim S S, Figer D F, Lee H M *et al.* *ApJ*, 2000, 545: 301
- [91] Balick B, Brown R L. *ApJ*, 1974, 194: 265
- [92] Menten K M, Reid M J, Eckart A *et al.* *ApJ*, 1997, 475: L111
- [93] Eckart A, Genzel R, Hofmann R *et al.* *ApJ*, 1993, 407: L77
- [94] Ghez A M, Klein B L, Morris M *et al.* *ApJ*, 1998, 509: 678
- [95] Ghez A M, Duchene G, Morris M *et al.* *Nature*, 2000, 407: 349
- [96] Ghez A M, Duchene G, Matthews K *et al.* *ApJ*, 2003, 586: L127
- [97] Lo K Y, Shen Z Q, Zhao J H *et al.* *ApJ*, 1998, 508: L61
- [98] Bower G C, Backer D C. *ApJ*, 1998, 496: L97
- [99] Krichbaum T P, Witzel A, Zensus J A. *ASP Conf. Ser.*, 1999, 186: 89
- [100] Krichbaum T P, Zensus J A, Witzel A *et al.* *A&A*, 1999, 274: L37
- [101] Doeleman S, Shen Z Q, Rogers A E E *et al.* *ApJ*, 2001, 121: 2610
- [102] Backer D C. In: Blitz L, Teuben P eds. *IAU Symp.* 169, Dordrecht: Kluwer, 1996: 193
- [103] Backer D C, Sramek R A. *ApJ*, 1999, 524: 805
- [104] Reid M J, Readhead A C S, Vermeulen R C *et al.* *ApJ*, 1999, 524: 816
- [105] Baganoff F K, Bautz M W, Brandt W N *et al.* *Nature*, 2001, 413: 45
- [106] Brown R L, Lo K Y. *ApJ*, 1982, 253: 108
- [107] Zhao J, Goss W M. In: Davis R J, Booth R S eds. *Sub-Arcsecond Radio Astronomy*, Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1993: 38
- [108] Wright M C H, Backer D C. *ApJ*, 1993, 417: 560
- [109] Miyazaki A, Tsuboi M. *Adv. Space Res.*, 1999, 23: 977
- [110] Zhao J H, Young K H, Herrnstein R M *et al.* *ApJ*, 2003, 586: L29

- [111] Zhao J H, Bower E, Godoni P *et al.* ApJ, 2001, 547: L29
[112] Liu S M, Melia F. ApJ, 2002, 573: L23
[113] Goldwurm A, Brion E, Goldoni P *et al.* ApJ, 2003, 584: 751
[114] Melia F. ApJ, 1992, 387: L25
[115] Melia F. ApJ, 1994, 426: 577
[116] Narayan R, Yi I. ApJ, 1995, 444: 231
[117] Narayan R, Mahadevan R, Grindlay J E *et al.* ApJ, 1998, 492: 554
[118] Yuan F, Markoff S, Falcke H. A&A, 2002, 383: 854
[119] Falcke H, Mannheim K, Beirmann P L. A&A, 1993, 278: L1
[120] Eckart A, Genzel R. MNRAS, 1997, 284: 576
[121] Genzel R, Eckart A, Ott T *et al.* MNRAS, 1997, 219: 291
[122] Genzel R, Pichon C, Eckart A *et al.* MNRAS, 2000, 317: 348
[123] Chakrabarty D, Saha P. AJ, 2001, 122: 232
[124] Pessah M, Melia F. ApJ, 2003, 585: L29
[125] Schodel R, Ott T, Genzel R *et al.* Nature, 2002, 419: 694
[126] Lynden-Bell D, Rees M J. MNRAS, 1971, 152: 461
[127] Krichbaum T P, Graham D A, Witzel A *et al.* A&A, 1998, 335: L106
[128] Melia F, Bromley B C, Liu S M *et al.* ApJ, 2001, 554: L37
[129] Falcke H, Melia F, Agol E *et al.* ApJ, 2000, 528: L13
[130] Falcke H, Goss W M, Matsuo H *et al.* ApJ, 1998, 499: 731
[131] Alexander T, Loeb A. ApJ, 2001, 551: 223
[132] Khokhlov A, Melia F. ApJ, 1996, 457: L61
[133] Maoz E. ApJ, 1995, 447: L91
[134] Maoz E. ApJ, 1998, 494: L181
[135] Alcock C, Allsman R A, Alves D *et al.* ApJ, 1997, 486: 697
[136] Miralda-Escude J, Gould A. ApJ, 2000, 545: 847
[137] Tsiklauri D, Viollier R D. ApJ, 1998, 500: 591
[138] Tsiklauri D, Viollier R D. ApJ, 1998, 501: 586
[139] Capozziello S, Iovane G. Phys. Lett. A, 1999, 259: 185
[140] de Paolis F, Ingrosso G, Nucita A A *et al.* A&A, 2001, 376: 853
[141] Torres D F, Capozziello S, Lambiase G. Phys. Rev. D, 2000, 62, 104012: 1
[142] Alexander T. ApJ, 2001, 553: L149

Observations and Researches on the Galactic Center

FU Cheng-qi, HOU Jin-liang, CHANG Rui-xiang

(Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Shanghai 200030, China)

Abstract: The Galactic center, the nearest galactic nucleus, represents the typical ones with low activity. Investigation of its nature and structure is important not only for the researches of the Galactic structure, but also for the study on black holes and AGNs. In this review, we briefly summarize the results of the observations and researches on the Galactic center in the past decade, including its overall structure and main components, especially the physical properties of the central compact radio source SgrA* and the models of the central dark object.

Key words: astrophysics; Galactic center; review; Galactic gas; Galactic stellar cluster; black hole