

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2017.02.03

银河系甚弱 X 射线暂现源的研究进展

刘佰生^{1,2}, 李向东^{1,2}

(1. 南京大学 天文与空间科学学院, 南京 210023; 2. 现代天文与天体物理重点实验室(南京大学), 南京 210023)

摘要: 银河系内的 X 射线双星暂现源大多是吸积的黑洞或中子星系统。最近十几年以来, 还探测到几十颗具有极低爆发光度 (2~10 keV 的光度约 $10^{27}\sim 10^{29}$ J·s⁻¹) 的 X 射线暂现源, 称为甚弱 X 射线暂现源 (very faint X-ray transient, 简称 VFXT)。根据观测和理论分析, VFXT 的长期平均物质吸积率约小于 $10^{-13}\sim 10^{-12} M_{\odot}\cdot\text{a}^{-1}$, 这样低的吸积率无法用传统的 X 射线双星演化理论解释。首先总结了 VFXT 的观测特征, 指出其族群多样性的特征。评述了现有可能的机制, 并指出还需要更多的观测和理论研究来揭示这类奇特的暂现源的本质。

关键词: 吸积; 吸积盘; 白矮星; 中子星; X 射线双星; 恒星演化

中图分类号: P142.3; P153 **文献标识码:** A

1 引 言

自从发现第一个系外 X 射线源 Sco X-1 以来^[1], 人们在银河系内已探测到大量的 X 射线源, 其中包含很多 X 射线双星系统 (X-ray binary, 简称 XRB)。XRB 由一颗致密星 (中子星或黑洞) 和一颗伴星组成, 在致密星吸积伴星物质的过程中产生 X 射线辐射。伴星为小质量 (小于 $1 M_{\odot}$) 恒星的 XRB 称为小质量 X 射线双星 (low-mass X-ray binary, 简称 LMXB)。在大多数 LMXB 中, 从伴星迁移的物质不是直接自由下落到致密星表面 (由于具有一定的角动量), 而是先在其周围形成吸积盘。在粘滞力的作用下, 少量物质携带着角动量向盘的外区扩散, 而大部分物质向内区迁移并被致密星吸积。观测发现, 大部分的 LMXB 是暂现源 (transient source), 多数时间都处在光度较低的态 (称为宁静态), 很难被观测到, 但偶尔也会变得很明亮 (称为爆发态, 期间的亮度相比宁静态会上升数个量级)。解释 LMXB 暂现现象的主流理论是吸积盘的热与粘滞不稳定模型 (简称盘不稳定模型)。在盘的某个半径处, 当物质供应率低于某个临界吸积率时, 物质 (主要是氢) 在热的电离态和冷的中性态之间转换,

收稿日期: 2016-08-06; 修回日期: 2016-12-20

资助项目: 国家自然科学基金 (11133001, 11133004)

通讯作者: 李向东, lixd@nju.edu.cn

导致了 XRB 的吸积率在高值和低值之间变化, 使 XRB 表现为暂现行为^[2, 3]。在宁静态时, 从伴星转移过来的物质存储在温度较低的吸积盘外区 (约小于 10^4 K, 与盘的化学组成有关), 由于过程中释放的引力能较少, 系统显得暗淡。当盘内累积的物质越来越多时, 温度及粘滞率也会相应上升。盘内物质经历从中性化到部分电离直至完全电离的过程 (约大于 10^5 K), 最终在高粘滞的作用下快速向内迁移, 被致密星吸积, 产生较高的光度 (此即爆发态)。随着盘内物质的消耗, 光度呈现衰减的特征, 而盘的温度也会相应地下降 (盘内物质从完全电离的状态渐渐变回中性化的状态)。当 X 射线源从爆发态回到了宁静态后, 从伴星吸积的物质又会继续堆积在吸积盘上, 为下一个爆发做准备。这就是吸积有限循环导致的暂现行为 (宁静态 — 爆发态 — 宁静态)。统计表明, 大多数暂现源的爆发占比 (爆发持续时标占一个爆发态和一个宁静态的总时标的比例大小, 简称 DC) 都很低 (约小于 10%)^[4, 5]。

通常根据 X 射线暂现源的 2~10 keV 波段的峰值光度 $L_{X,peak}$ 大小对它们进行分类。大多数 LMXB 暂现源的峰值光度是 $10^{29} \sim 10^{32}$ J·s⁻¹。其中, 将 $L_{X,peak} \approx 10^{30} \sim 10^{32}$ J·s⁻¹ 的源称为明亮的暂现源, 而将 $L_{X,peak} \approx 10^{29} \sim 10^{30}$ J·s⁻¹ 的源称为弱暂现源 (其爆发称为弱爆发)^[6]。近十几年内, 人们利用诸如 Chandra、XMM-Newton 等高灵敏的 X 射线卫星在银河系内探测到一类新的暂现源: 它们的 $L_{X,peak} \approx 10^{27} \sim 10^{29}$ J·s⁻¹, 因而被命名为甚弱 X 射线暂现源 (very faint X-ray transient, 简称 VFXT, 对应的爆发称为甚弱爆发)^[7-11]。但部分源的距离未能可靠地确定^[12], 它们是否属于 VFXT 还有待进一步确认, 也有可能介于弱暂现源与甚弱暂现源之间。另外, 银河系内也存在一些混杂系统, 它们既产生弱爆发 ($L_{X,peak} \approx 10^{29} \sim 10^{30}$ J·s⁻¹), 又经历甚弱爆发^[13]。

先探讨一下 VFXT 的本质。类比常见暂现源的观测特征 (爆发占比约小于 10%, 吸积的辐射效率 $\approx 10^{13}$ J/g), 并结合 VFXT 的实际观测, 得到 VFXT 的长时间平均吸积率 (约小于 $10^{-13} \sim 10^{-12} M_{\odot} \cdot a^{-1}$)^[9, 11] 比 LMXB 的平均吸积率低两个量级以上。除非 XRB 系统的物质传输过程发生突变^[14], 否则系统很难在宇宙年龄内通过洛希瓣溢 (Roche lobe overflow, 简称 RLOF) 产生如此低的吸积率^[9]。

VFXT 对高能天体物理诸多领域的研究都有重要价值。例如, 尚不清楚它们在银河系内的总数与分布特征, 爆发机制是否与吸积盘热不稳定性有关, 在低吸积率下吸积盘的结构和辐射机制是怎样的, VFXT 是否是小质量 X 射线双星, 它们与毫秒脉冲双星有无演化上的联系等。以下将总结近十年来相关的观测和研究进展, 为进一步揭示甚弱爆发的本质奠定基础。

第 2 章介绍甚弱 X 射线暂现源的观测特征, 分类列举目前观测到的甚弱 X 射线暂现源, 并简要说明部分源的观测特征; 第 3 章探讨可能导致这种甚弱爆发的理论解释; 第 4 章对全文进行小结与讨论。

2 VFXT 的观测

本章先介绍 VFXT 的总体观测特征, 分类列出已知的源, 然后描述部分源的观测特征。

2.1 观测特征

以下分别从空间分布、X 射线观测、伴星和轨道周期分布等方面介绍 VFXT 的观测特征。

2.1.1 空间分布

大部分观测到的 VFXT 都分布在 Sgr A* 的附近 (距离 Sgr A* 10' 以内)^[8], 只有极少数例外^[15-18] (见表 1)。此观测特征可能与人们对这个区域进行频繁观测有关 (因为 Sgr A* 及其附近天区是目前观测的热点)^[19], 因此, 这一观测特征还有待后续观测的验证。而那些偏离 Sgr A* 天区较远的 VFXT (如, M15 X-3^[16] 和 Swift J1357.2-0933^[20]) 都表现出较低的消光。虽然这类 VFXT 的数目较少, 但它们低消光的特性对我们进一步的研究有重要意义: 有利于从多波段的联合观测中获取更多有关该 VFXT 的观测信息。对 Swift J1357.2-0933 的光学、红外和 X 射线等进行联合观测后发现, 该系统是由一颗黑洞和一颗 M4.5 型的主序星组成^[21, 22]。

2.1.2 X 射线观测

迄今为止, 很少有吸积的白矮星能够达到像 VFXT 水平的爆发光度。GK Per 是一个例外, 曾经历过 $L_{X,peak} \gtrsim 10^{27} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$ 的爆发态^[23]。因此, 中子星或黑洞系统是 VFXT 的主要类群。观测发现, 约大于 1/3 的 VFXT 有热核 X 射线暴^[24] 或者/和 X 射线脉冲信号^[17, 25], 这表明它们是吸积的中子星系统 (见表 1)。由于黑洞没有硬的表面, 黑洞系统不可能产生这些信号^[26], 但可能表现出以下的特征: 宁静态光谱较硬, 宁静态的 X 射线光度较低, 射电光度较高等 (详见讨论部分)。其中, 部分中子星 VFXT 除了有弱的 X 射线辐射 ($L_X \lesssim 10^{29} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$), 还经历 I 型 X 射线暴, 称为 burst-only 源^[24, 27, 28]。它们又可细分为两个子类^[28]: 一种具有光度达 $L_X \approx 10^{27} \sim 10^{28} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$ 的 (准) 持续辐射; 另一种偶尔经历 $L_X \approx 10^{27} \sim 10^{29} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$ 的爆发 (持续时间约几周到几个月), 但大部分时间都处于宁静态 ($L_X \approx 10^{25} \sim 10^{26} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$)。以下将它们分别称为甚弱 (准) 持续源和 burst-only 暂现源。

VFXT 的爆发持续时标和爆发频率具有多样性, 多数 VFXT 只能以低的爆发占比 (约小于 10%) 持续爆发几天到几周 ($L_X \approx 10^{27} \sim 10^{28} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$)^[29]。有些 VFXT 以较低的爆发占比 (约小于 10%, 如 CXOGC J174540.0-290005^[13]) 经历持续超过几周的爆发 ($L_X \approx 10^{28} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$), 也有些以较高的爆发占比 (约大于 50%) 长时间 (约几年) 活跃在 $L_X \approx 10^{27} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$ 的光度水平 (如 CXOGC J174535.5-290124^[13], M15 X-3^[16])。

银河系内还观测到一些混杂的 X 射线暂现源^[13, 19, 30-32]: 它们既有弱爆发行为 ($L_{X,peak} \approx 10^{29} \sim 10^{30} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$), 又有甚弱爆发行为 ($L_{X,peak} \approx 10^{27} \sim 10^{29} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$)。

在光谱方面, 低光度下的黑洞系统的谱比中子星系统的硬^[20], 但这种差别会随着光度的增加而逐渐消失^[33]。一些甚弱持续源 (NS 系统) 的 X 射线谱拟合 (2~10 keV) 具有光度依赖性^[26]: 当 $L_X \approx 10^{28} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$ 时, 用一个软的幂律谱 (谱指数为 2~3) 就可以拟合光谱; 当 $L_X \approx 10^{29} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$ 或 $10^{27} \sim 10^{28} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$ 时, 则要用一个热辐射谱和一个硬幂律谱 (谱指数为 1~2) 才能拟合光谱。另外, 某些 VFXT 也会经历谱变软的过程, 即随着光度下降谱指数增加 (如 Swift J1357.2-0933^[20], XTE J1719-291^[34]), 这些特征的物理成因还不清楚。

表 1 VFXT 源的一些观测特征

源名称	爆发持续时间	爆发占比	距离 /kpc	轨道周期	类型	参考文献
BH 系统						
Swift J1357.2-0933	7 月	...	0.5~6.3	2.8 h	BH + M4.5V star	[12, 20-22, 43]
CXOGC J174540.0-290031	> 2 月	...	8.0?	7.9 h	BH (< 60 M_{\odot}) LMXB	[6, 8, 10, 44, 45]
NS 系统: burst-only 暂现源						
SAX J1753.5-2349	0.5~13 月	0.3%~9%	< 8.8	< 80 min	...	[24, 32]
Swift J1749.4-2807/ GRB060602B	12 d	...	< 6.7±1.3	8.8 h	AMXP	[24, 46, 47]
SAX J1324.5-6313	< 6.2	[24]
SAX J1752.3-3128	< 9.2	[24, 48]
SAX J1818.7+1424	< 9.4	[24, 49]
SAX J1828.5-1037	< 6.2	[24, 49]
SAX J2224.9+5421	< 7.1	[24, 28]
SAX J1806.5-2215	> 1 a	...	< 8.0	[24, 50-52]
NS 系统: 甚弱 (准) 持续源						
AX J1754.2-2754	7~8 a	...	< 6.6 or < 9.2	...	UCXB?	[19, 42, 53-56]
RX J1718.4-4029/ 1RXS J171824.2-402934	≥ 19 a?	...	< 6.5 or < 9.0	< 1 h	UCXB?	[24, 26, 41]
IGR J17464-2811/ XMMU J174716.1-281048	7~9 a	约 50%	3.0? \lesssim 8.4	[16, 24, 52, 57, 58]
1RXS J170854.4-321857	13±2.0	[24, 59]
RX J1735.3-3540/ 1RXH J173523.7-354013/ 1RXS J173524.4-353957	< 6.2 or < 9.5	> 80 min	...	[26, 60]
NS 系统: 其他的情况						
GRS 1741.9-2853/ CXOGC J174502.3-285450	> 13; 4~5 周	5%~15%	< 7.2	...	LMXB?	[6, 10, 13, 19, 61]

表 1 续表

源名称	爆发持续时间	爆发占比	距离 /kpc	轨道周期	类型	参考文献
AX J1745.6-2901/ CXOGC J174535.6-290133/ Swift J174535.5-290135	16; 20~34 周; 1.5~1.75 a	10%~30%	8.0?	8.4 h	NS + G-dwarf	[10, 13, 19, 61]
XMM J174457-2850.3	3~6 月; <12; >16 周	5%~50%	6.5±0.2	...	PSR (pulsar)	[13, 19, 62]
Swift J185003.2-005627	> 8 周?	< 10%	< 3.7	[63]
NGC 6440 X-2/ CXOG1b J174852.7-202124	3 d	10%	约 8.5	57 min	AMXP, UCXB	[17, 64, 65]
XMMU J174554.4-285456/ CXOGC J174554.3-285454	8.0?	...	PSR HMXB? with Fe K α	[6, 10, 66]
其他的/未知的系统						
XMMU J174654.1-291542	6.0?	...	CV? persistent?	[10]
Swift J174553.7-290347/ CXOGC J174553.8-290346	2 周	约小于 5%	8.0?	...	CV?	[13, 19]
Swift J174622.1-290634/ CXOGC J174622.2-290634	5 周	约小于 14%	8.0?	...	CV?	[10, 13, 19]
XMM J174544-2913.0	8.0?	...	Magnetized CV with Fe K-line?	[7, 10, 67]
M15 X-3	几年?	70%?	10.3?	4 h	NS? + star (0.44 M_{\odot})	[16, 68]
CXOGC J174538.0-290022	30~52 周	5%~20%	8.0?	...	NS, Wind accreting system?	[10, 13]
CXOGC J174535.5-290124	> 3 a?; 0.5~2.1; > 1.5 a?	20%~50%?	8.0?	[10, 13, 19]
CXOGC J174541.0-290014/ CXOGC J174540.9-290014	8.0?	[8, 10, 69]
Swift J174535.5-285921/ CXOGC J174535.6-285928	7~15 d	...	8.0?	[10, 70]
IGR J17361-4441	约 13.2	...	LMBB, IMBH or TDE by WD?	[18, 64, 71-75]

表 1 续表

源名称	爆发持续时间	爆发占比	距离/kpc	轨道周期	类型	参考文献
CXOGC J174540.0-2900005/ Swift J174540.2-2900005	2 周	1%~6%	8.0?	...	LMXB with a B5 star?	[19, 76]
XTE J1728-295/ IGR J17285-2922	≥ 2 周	...	≥ 4.0	...	LMXB	[77, 78]
XGPS-I J182833-103659	15.0?	...	burst-only source?	[15]
XTE J1719-291	> 46 d	< 1.3%	8.0?	1.5~17 h?	NS + K0 star	[20, 34]
IGR J17494-3030	3~4 周	...	8.0?	...	NS LMXB?	[79]
VFXT 候选体						
SAX J1747.0-2853/ GX+0.2-0.2	≥ 11 月	...	6.7	...	NS LMXB	[6, 10, 30]
XTE J1808-369/ SAX J1808.4-3658	约 20 d?	...	3.4~3.6	2 h	MSP	[80-85]
KS 1741-293	1~2; 3~6 月	12.5%	6.2	...	NS LMXB	[10, 86, 87]
AX J1742.6-2901/ 2RXP J174241.8-290215	8.0?	...	Weak persistent?	[10, 42]
AX J1538.3-5541/ AX J153818-5541	8.0?	1.23 d?	LMXB?	[42, 88, 89]
Swift J1922.7-1716	1.3 a	26%	≤ 4.8	1.5~5 h	NS LMXB + M-dwarf	[63, 90]
SAX J1750.8-2900	< 3 周; < 5 月	...	6.8	...	NS system	[90-94]

注: ^a 表中一些未说明的简称: MSP (millisecond pulsar), AMXP (accreting millisecond X-ray pulsar), TDE (tidal disruption event), WD (white dwarf), HMXB (high mass XRB), IMBH (intermediate-mass BH), CV (cataclysmic variable)。

^b 表中所有具有不确定值的参量都用“?”做了标记。

^c 爆发持续时标是根据观测来确定的。但由于观测时间的不连续性, 部分爆发持续时标是结合现有的观测推测出来的。

^d 候选体是根据它们曾经经历过类似于甚弱爆发的现象而确定的, 但还有待更多的观测认证。

2.1.3 伴星和轨道周期分布

约 1/4 的 VFXT 已经被认证为双星系统, 它们的轨道周期分布约 1~10 h (见表 1)。观测显示大部分 VFXT 的红外或光学对应体的星等 $K > 15$ mag, 即伴星比 B2 型主序星还要暗淡^[8, 10, 35]。由于暂现 LMXB 的轨道周期与爆发光度之间存在正相关的关系^[36-38], 有一些理论认为那些处于双星系统中的 VFXT 应该具有较短的轨道周期 (约几小时, 见文献 [11, 14] 中的讨论)。因此, 银河系内应该存在一些紧致 X 射线双星 (ultra-compact X-ray binary, 简称 UCXB)^[39, 40] 类的 VFXT (见文献 [11] 中的讨论), 如候选体 1RXS J171824.2-402934^[41] 和 AX J1754.2-2754^[42]。但这类 VFXT 所占的比例还有待进一步的观测和理论研究 (见 3.1.5 节)。

2.2 VFXT 列表

在表 1 中, 我们列出了目前已知的 VFXT 及其候选体, 将它们分成四类 (约 43 个): 黑洞系统, 中子星系统, 其他的/未知的系统, 以及候选体。其中, 中子星系统是为数较多的种群, 可细分成三组: burst-only 暂现源、甚弱 (准) 持续源, 以及特性尚不明确的其他源。

表中距离的测定存在很多不确定性。对于观测到 I 型暴的源, 在假定爆发光度达到爱丁顿极限 (根据是富氢的还是贫氢的光球层, 相应的爱丁顿极限稍微有点差别^[19]) 的情况下可以推出源的距离最大值 (如 burst-only 源)。有些源的距离则是根据测定的星等并结合星等与距离的关系式计算得到 (如 Swift J1357.2-0933), 也有些源的距离直接取其所在的球状星系团的距离 (如 IGR J17361-4441) 而得到。其余的则根据源的中性氢的吸收柱密度的大小接近于银心处的值, 人为假定为银心处的距离 (如距离取 8.0 kpc 的源)。再根据观测的峰值流量大小 (2~10 keV) 算出相应的光度, 并将光度约 $10^{27} \sim 10^{29} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$ 的源称为 VFXT。

2.3 部分源的观测特征

以下按照上述列表的分类分别描述部分 VFXT 的重要观测特征。

2.3.1 黑洞系统

CXOGC J174540.0-290031 虽然看起来很暗淡, 但真实亮度约大于 $2 \times 10^{29} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$, 是一颗吸积盘冕源 (accretion-disk-corona source, 简称 ADC 源), 其轨道平面的法线方向与视线方向的夹角 $\gtrsim 75^\circ$ 。它的黑洞特征是从它的强射电辐射推测出来的^[44, 45]。它的伴星很暗淡, 星等 $K > 15$ mag。

Swift J1357.2-0933 具有较低的银河系消光, 其银纬高度 $z \approx 0.4 \sim 4.8 \text{ kpc}$ ^[22]。光学观测到的 $\text{H}\alpha$ 发射线的特征表明吸积天体的质量 $> 3 M_\odot$, 因此它是一个黑洞系统^[20, 21]。它具有较大的轨道倾角 (约大于 70°)^[21], 是类 ADC 源。其距离大小还有争议 ($0.5 \sim 6.3 \text{ kpc}$)^[12]。在爆发衰减过程中, 光谱显示谱变软的现象^[20]。其宁静态 2~10 keV 的光度为 $4.3 \times 10^{22} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$ ($(D/1.5 \text{ kpc})^2$), 这或许是最暗的黑洞系统^[12]。光学和红外观测表征其伴星是一颗 M4.5 型主序星^[22]。

2.3.2 中子星系统

SAX J1753.5-2349 除了有弱爆发 (约 $1.3 \times 10^{29} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$ ($(D/8.8 \text{ kpc})^2$)), 还有暗弱的爆发 (约小于 $10^{29} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$)^[24, 32]。

Swift J1749.4–2807/GRB060602B 有高频脉冲信号 (517.9 Hz)^[46], 是吸积的毫秒 X 射线脉冲星 (AMXP)。Swift 卫星搭载的探测器 XRT 观测发现源的光度在 2006 年 6 月 2 日的一天内下降 3 个量级^[24, 47]。

XMMU J174716.1–281048/IGR J17464–2811 具有长达约 3 h 的 X 射线暴^[57]。

RX J1735.3–3540 有 H α 发射线, 说明存在富氢的伴星^[60]。

AX J1745.6–2901 (观测的轨道倾角约 70°) 和 GRS 1741.9–2853 都有 I 型 X 射线暴、较高的光度 (约大于 10^{29} J·s⁻¹), 且光谱都偏软 (谱指数 $\gtrsim 2.5$)^[13, 19]。

XMM J174554.4–285456 有 X 射线脉冲, 其脉冲周期 (约 172 s)^[66] 表明它可能是中子星 HMXB^[10]。

XMM J174457–2850.3 可能有 X 射线脉冲 (脉冲周期约 5.25 s)^[7], 因此, 它可能是 NSHMXB (还未发现符合要求的光学对应体^[13])。但它又有长时间的 X 射线暴 (约 2 h)^[62], 表明它可能是 LMXB, 只是谱 (谱指数约 1.4) 比同等亮度的 LMXB 硬 (1.7~2.7), 且亮光度常维持在 $10^{26}\sim 10^{27}$ J·s⁻¹($D/6.5$ kpc)² 水平, 这可能是由吸积与磁场的相互作用引起的, 而非风吸积所致^[62]。

Swift J185003.2–005627 曾经历 X 射线暴 (持续约 7 min)^[63]。

NGC 6440 X–2 有毫秒脉冲 (频率约 250 Hz), 且其伴星质量可能很小 (约 $0.006\ 7 M_{\odot}$)^[65]。

2.3.3 其他的/未知的系统

CXOGC J174538.0–290022 在宁静态具有较高的 X 射线光度 (约 10^{26} J·s⁻¹, 高于黑洞系统的宁静态的光度), 因此可能是中子星系统^[13]。

XMMU J174654.1–291542 常处在约 $(3\sim 10)\times 10^{26}$ J·s⁻¹($D/6$ kpc)² 的光度水平, 因此, 它可能是暗淡的准持续源^[10]。它的谱比较硬 (谱指数约 1.0), 且有显著的光变特征, 可能是激变变星类的共生星系统。

Swift J174553.7–290347^[19] 和 Swift J174622.1–290634^[10] 的谱都很软 (谱指数约 3.0)。

根据估算的长期平均的物质吸积率, Swift J174553.7–290347, Swift J174622.1–290634, CXOGC J174535.5–290124, CXOGC J174538.0–290022, CXOGC J174540.0–290005 等若为双星系统, 其伴星应为低质量的或者贫氢的天体^[13]。

根据 M15 X–3 多波段的光变特征, 可排除它是吸积的白矮星^[16]。另外, 射电观测表明它可能是吸积的中子星^[68]。

因常活跃在约小于 5×10^{27} J·s⁻¹($D/8$ kpc)² 的亮度水平, CXOGC J174535.5–290124 和 CXOGC J174541.0–290014 可能是甚弱 (准) 持续源^[10]。其中, CXOGC J174535.5–290124 的谱偏硬 (谱指数约 1.0)^[13]。

XMM J174544–2913.0 存在显著的亮度变化 (相差约 2 个数量级), 且有较宽的铁 K 线 (约 1 keV), 这些特征使它的分类尚不明确^[7]。

根据较低的光学与 X 射线光度比, 可推测 XTE J1719–291 为中子星系统^[34]。另外, 考虑到光谱随光度下降而变软的特点 (谱指数从 2.0 到 2.7, 谱偏软), 也说明它可能是中子星系统^[20]。

IGR J17494–3030 的光谱满足中子星大气模型, 这表明它可能是中子星系统^[79]。

2.3.4 VFXT 候选体

XTE J1808–369 既有 I 型 X 射线暴, 又存在毫秒 X 射线脉冲 (约 401 Hz)^[85]。

SAX J1747.0–2853 的 I 型 X 射线暴持续较短 (约 40 s), 经历从约小于 $10^{29} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$ 至 $10^{29}\sim 10^{31} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$ 等不同水平的爆发^[10]。

KS 1741–293^[86], Swift J1922.7–1716^[63] 和 SAX J1750.8–2900^[90] 都有 I 型 X 射线暴。根据光学观测, Swift J1922.7–1716 的伴星是一颗 M 型矮新星^[90]。在低水平吸积时, SAX J1750.8–2900 也表现出长时间的耀变行为 (约小于 16 d)^[91]。

3 理论模型

以上的观测特征表明 VFXT 可能包含多个类群, 因此, 用于解释 VFXT 本质的模型也不止一种。根据目前的观测和理论研究, 绝大多数 VFXT 的爆发是由吸积过程引起的。这些吸积的系统在观测上表现为低光度的原因可能有两方面: 低物质迁移率和致密星的低辐射效率 (或者由两者共同决定)。两者决定了在致密星吸积过程中被吸积物质的引力能的释放率, 决定了观测到的 X 射线辐射的亮度。以下分别介绍在这两个框架下的理论模型。

3.1 低物质迁移率模型

影响吸积系统的物质迁移率大小的过程可能有: (1) 伴星的物质传输过程; (2) 盘内物质的迁移过程。本小节介绍的前三个模型属于第一种情况, 后两个模型属于第二种情况。

3.1.1 贫氢的伴星模型

在轨道周期小于 2 h 的 LMXB 中, 引力辐射是驱动物质迁移的主要机制。相应的物质迁移率可以写成^[95]:

$$-\dot{m}_2 = 1.3 \times 10^{-3} (1 + X)^{-20/3} m_1^{2/3} m_2^{14/3} \text{ a}^{-1}, \quad (1)$$

其中, X 是氢元素的质量比例, m_1 和 m_2 分别是主星和伴星的质量 (以 M_\odot 为单位), 且 $m_2/m_1 \ll 1$ 。此式表明, 甚弱爆发的条件要求伴星具有极低的质量 (约小于 $0.01 M_\odot$): 在伴星富氢的情况下 (即 $X \simeq 1.0$), 由 $\dot{m}_2 \lesssim 10^{-12} \text{ a}^{-1}$ 或 $\dot{m}_2 \lesssim 10^{-13} \text{ a}^{-1}$ 可得到 $m_2 \lesssim 0.0229 m_1^{-1/7}$ 或 $m_2 \lesssim 0.014 m_1^{-1/7}$; 在伴星贫氢的情况下 (即 $X \simeq 0.0$), 相应可得到 $m_2 \lesssim 0.0114 m_1^{-1/7}$ 或 $m_2 \lesssim 0.0068 m_1^{-1/7}$ 。

由于伴星从初始质量 (通常约大于 $0.1 M_\odot$) 演化到约小于 $0.01 M_\odot$ 所需时标较长, 因此, 式 (1) 的积分式可简化成 $m_2 \approx m_0 [4.8 \times 10^{-3} (1 + X)^{-20/3} m_1^{2/3} m_0^{11/3} t]^{-3/11}$, 其中, m_0 是伴星演化初始时刻的质量。将其代回式 (1), 可得 LMXB 在演化晚期的物质迁移率^[9],

$$-\dot{m}_2 = 2 \times 10^{-13} (1 + X)^{20/11} m_1^{-2/11} t_{10}^{-14/11} \text{ a}^{-1}, \quad (2)$$

其中, $t_{10} = t/10^{10} \text{ a}$ 。

利用式 (2), 可以计算初始由一颗质量约小于 $10 M_\odot$ 的主星和一颗质量约大于 $0.1 M_\odot$ 的普通恒星组成的双星系统在晚期的演化。计算表明, 此双星系统的吸积率在宇宙年龄内

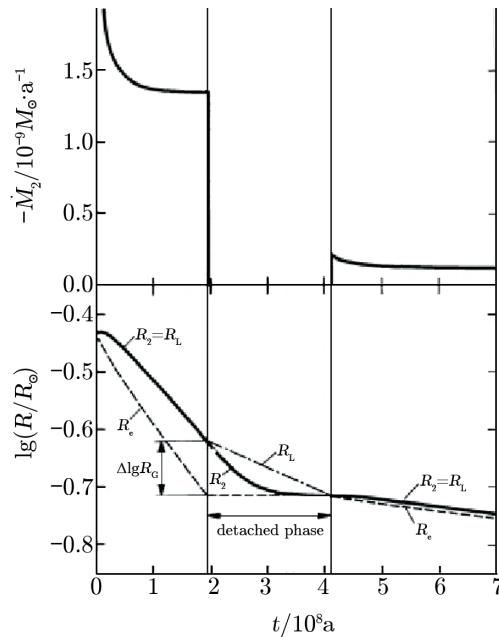
($t_{10} \simeq 1.37$) 很难低到约小于 $10^{-13} M_{\odot} \cdot a^{-1}$, 即伴星很难演化为约小于 $0.01 M_{\odot}$ 的天体 (假定为贫氢的)。

基于以上的论证, King 和 Wijnands 考虑了两种极端的系统来解释这种甚弱爆发 (对应的吸积率都满足 VFXT 的要求, 参考式 (2))^[9]: (1) 双星系统在诞生之初就包含一颗极低质量的伴星 (如褐矮星或行星, HETE J1900.1-2455^[96] 是候选体); (2) 双系统的主星是一颗中等质量的黑洞 (质量约大于 $1000 M_{\odot}$)。

这两种系统的诞生条件都不清楚, 还需要更多的观测和理论研究。如, 银河系中迄今未发现中等质量黑洞 X 射线双星, 且不清楚其形成机制; 褐矮星或行星是原初的, 还是后来形成的。如果是前一种情形, 它们如何能经历超新星爆发而存活下来; 如果是后一种情形, 它们是否能由公共包层或超新星爆发回落物质形成等。

3.1.2 周期间隙模型

处于轨道周期约 $2 \sim 3$ h 的激变变星 (cataclysmic variable, 简称 CV) 的数目很少, 这种天体称为周期间隙系统^[97]。理论认为, 当 CV 处于周期间隙时, 其伴星演化成完全对流的恒星, 磁制动效应终止, 系统的物质传输过程因此中断 (见图 1), 这使 CV 不易被观测到^[97]。Maccarone 和 Patruno 认为短轨道周期的 LMXB 系统也会经历类似的过程, 从而可能解释某些甚弱爆发^[14]。



注: R_2 是伴星半径, R_e 是伴星的平衡半径, R_L 是洛希瓣半径, $\Delta \lg R_G$ 表征系统发生分离前后伴星的半径差别。

图 1 当激变变星经历周期间隙过程时, 其伴星的物质迁移率 (\dot{M}_2) 和半径 (R) 的演化将出现突变^[97]

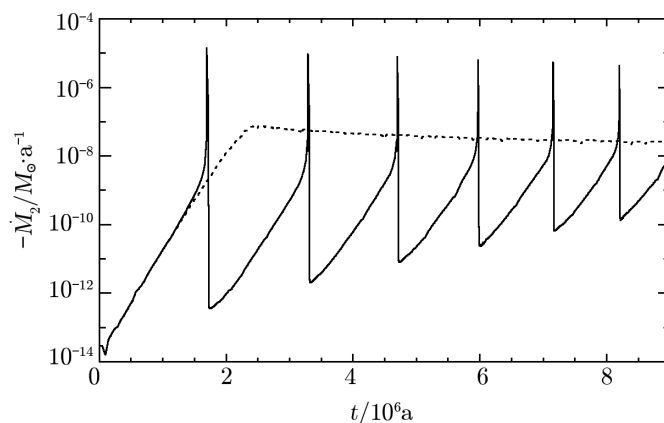
若双星系统正在经历周期间隙过程, 伴星先变得完全对流 (只要它还有足够的氢包层),

磁制动效应停止, 随后将快速收缩并脱离洛希瓣^[98, 99], 成为分离的系统, 物质传输率显著减少^[100, 101]。模型有可能重现 VFXT 的两个主要爆发特征 (极低的峰值光度和极低的爆发占比)。一方面, 由于暂现的 LMXB 的峰值光度与其轨道周期正相关^[37, 38], 那么正在经历周期间隙过程的 LMXB 将会显示较弱甚至极弱的爆发峰值光度。研究发现, 轨道周期约 2 ~ 3 h 的系统常活跃在 0.01 个爱丁顿光度水平 (约 $10^{29} \text{ J}\cdot\text{s}^{-1}$)^[37]。另一方面, 类比 CV 的吸积特征^[102], 处在周期间隙的 LMXB 的物质迁移率可取为 $10^{-16} \sim 10^{-14} M_{\odot}\cdot\text{a}^{-1}$, 满足对低吸积率的要求。

与 CV 不同, LMXB 中致密星在吸积时产生的 X 射线会对伴星形成强烈的再照射, 影响伴星的结构, 这是该模型存在的问题。观测表明 LMXB 的轨道周期分布并没有周期间隙的特征^[103]。

3.1.3 再照射模型

对于 LMXB, 如果伴星是一颗具有对流包层的较冷恒星 ($T_{\text{eff}} \lesssim 6500 \text{ K}$), 那么致密星的 X 射线再照射可能会对系统的物质迁移产生重要的影响^[104]。特别地, 当再照射能够有效阻挡伴星的对流包层的能量输送时, 伴星的大小会由于偏离热平衡而发生膨胀和收缩, 系统的物质传输率就会出现高低态交替变化的现象 (见图 2)。但是, 只有再照射的时标长于对流包层的热时标时, 物质迁移率的高低态循环过程才可能发生。因此, 可以排除通常的 X 射线暂现源中发生这种高低态交替的可能性。



注: 纵坐标是物质迁移率。该双星系统包含一颗 $0.8 M_{\odot}$ 的巨星和 $1.4 M_{\odot}$ 的中子星。

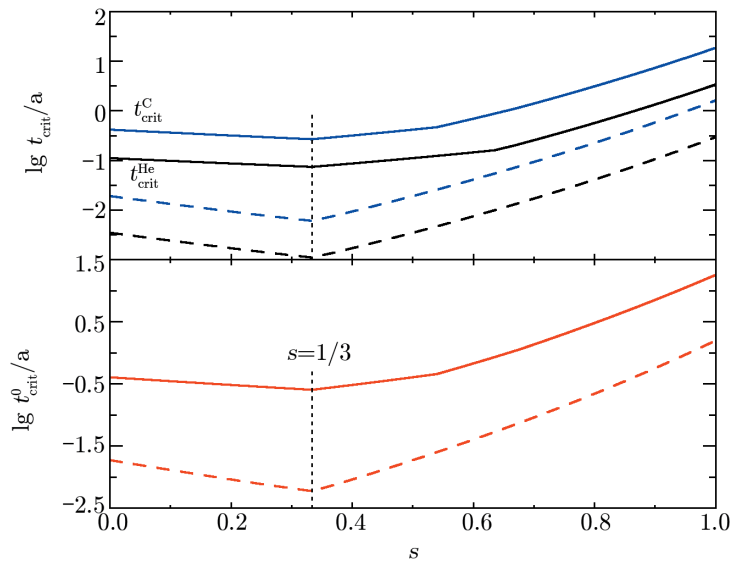
图 2 再照射导致 LMXB 的物质迁移率出现高低态交替变化^[105]

对于可能经历物质迁移率的高低态交替的 LMXB, 一旦物质迁移率处在较低值时, 该系统可能表现为 VFXT。这类系统通常都处于低物质迁移率的态, 典型的持续时标约 10^6 年 (见图 2)。因此, 中子星 VFXT (尤其是甚弱 (准) 持续源) 的观测特征可能与该物理过程相关。由于多数黑洞系统是暂现源^[106], 再照射对其物质迁移率不会有显著的影响, 即再照射模型不能解释这些黑洞系统的甚弱爆发行为^[104]。

3.1.4 残留盘演化模型

由于约大于 $1/3$ 的 VFXT 为中子星系统, 且在一些系统中未曾探测到伴星。据此, Liu 和 Li 提出了残留盘系统的演化模型来解释 VFXT 的诞生和演化^[107]。此残留盘系统包含一颗孤立的中子星以及环绕着它的一个残留盘 (初始质量为 $0.05 \sim 0.5 M_{\odot}$), 诞生于大质量的双白矮星的并合过程^[108]。

通过模拟可能的参数空间范围内的演化过程, 发现随着残留盘中物质传输率逐渐减小, 此系统诞生后不久 (100 年以内, 见图 3) 就成为暂现源, 经约大于 10^5 年演化为类似于 VFXT 的暗淡天体 (时标依赖于盘风损失强度), 且会长时间 (约大于 10^5 a) 表现为低光度的暂现源。因此, 部分中子星 VFXT 的前身星可能诞生于双白矮星的并合过程^[107]。



注: 按照残留盘演化模型计算的盘外区变得不稳定的临界时标 t_{crit} 对风损失指数 s 的依赖关系, 此处分别考虑了盘的成分是氢、碳和氧的情况。图中标注的两个模型 (直线和虚线) 分别对应两组参数: $\eta = 0.5, t_f = 1.0$ s; $\eta = 0.05, t_f = 0.007$ s, 并分别作为计算时标 t_{crit} 的极大值和极小值的模型。其中, $\eta M_{\odot}, t_f$ 分别是残留盘的初始质量和形成时标。

图 3 按照残留盘演化模型计算的 $t_{\text{crit}} - s$ 关系图^[107]

根据理论估计的白矮星并合形成中子星的诞生率 ($5 \times 10^{-4} \text{ a}^{-1}$)^[109], 可推测在银河系内应观测到约大于 100 个这种类似于 VFXT 的残留盘系统^[107]。残留盘系统的光谱中应显示显著的 C 或 O 的成分, 而光变曲线不会显示轨道调制的信息。考虑到双白矮星的并合时标较短的特点 (约 10^8 a)^[109], 可推测其后代应位于恒星形成区的附近, 这与多数 VFXT 处在 Sgr A* 的 $10'$ 以内的特点相符, 但该模型显然不适合双星 VFXT 系统。

3.1.5 紧致 X 射线双星模型

由 2.1.3 节的描述可知, 某些 VFXT 应该是 UCXB 系统 (有三个候选体, 见表 1)。对于这种 LMXB, 其轨道周期也不能过短 (约大于 30 min, 详见参考文献 [11] 中的相关讨论), 否

则引力辐射的作用会使其物质迁移率上升,不再表现为 VFXT。

Hameury 和 Lasota^[110] 基于盘不稳定模型研究了 LMXB 的弱爆发和甚弱爆发过程。他们认为,只要爆发时盘的电离化区域的面积小到一定的程度,这些不同类型的爆发就能在像 UCXB 这样短轨道周期的系统和一些长轨道周期的 LMXB 中出现,不仅可以解释那些只表现出甚弱爆发的暂现源的观测特征,也能解释那些混杂类的 VFXT 的爆发过程。这意味着除了盘被电离的面积大小不同以外,同一个系统的弱爆发和甚弱爆发之间没有截然的界限。但是 Hameury 和 Lasota 并未解释这些爆发过程为何具有不同的电离化面积,且所采用的盘的内半径较大(约 10^8 cm, 超过典型的 LMXB 中吸积盘内半径的大小。文中也没有讨论更小的盘内半径条件对爆发特征的影响)。此外,假设的中子星磁矩偏高 (10^{25} T·cm³, 对应的磁场约 10^7 T), 这可能会抑制 I 型 X 射线暴的观测^[111, 112], 与 VFXT 的观测特征相悖。

另外, VFXT 中 UCXB 系统所占的比例也不清楚^[113, 114]。一方面, LMXB 多出现在银河系的核球内和银心处^[115], 相对于那些具有富氢的伴星的 LMXB, 它的子类 UCXB 具有较高的诞生率^[114]。另一方面, UCXB 易发生系统分离、瓦解而演化形成孤立的毫秒脉冲星, 这导致 UCXB 具有较低的存活率^[113, 114]。

3.2 低辐射效率模型

3.2.1 径移主导的吸积模型

在黑洞 LMXB 系统中, 若吸积过程中产生的热不能以辐射的形式有效地耗散掉, 吸积盘内区就会形成径移主导的吸积流 (advection dominated accretion flow, 简称 ADAF)。此时系统的光度可能会低到甚弱暂现源的量级^[14, 19, 34]。

径移主导的吸积盘的演化可以用转动吸积流的静力学微分方程的解来描述^[116-119]。这种流体形成的条件有两种: 系统的吸积率约小于 0.01 倍爱丁顿吸积率 (与粘滞系数大小有关)^[118], 或接近爱丁顿极限^[120]。这里用于解释 VFXT 的是低吸积率情形下的 ADAF 模型。如果在爆发时可以形成这种密度极低的吸积流, 吸积过程中产生的热量很难在动力学时标内通过光薄的吸积流耗散掉, 只能以熵的形式储存在流体中, 并吸积到致密星上。在中子星吸积的情况下, 系统的辐射没有显著的变化, 因为这些径向流中包含的能量会在中子星的硬表面以辐射的形式释放出去。但在黑洞吸积的情况下, 径移吸积流中的能量要么进入视界, 要么通过喷流或外流释放。因此, 这种低光度的径移主导的吸积流更容易出现在黑洞双星中, 如 VFXT Swift J1357.2-0933^[20]。

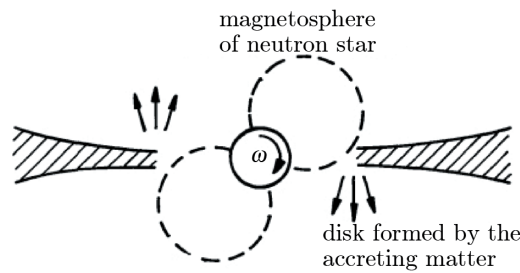
3.2.2 螺旋桨效应

在吸积的中子星系统中, 如果中子星在快速转动, 吸积流可能无法到达中子星表面而被抛射, 这种现象称为螺旋桨效应 (见图 4)^[121]。对于进入了螺旋桨相的中子星系统, 如果仍然有极少部分物质被中子星吸积, 则该系统的 X 射线光度会低到 VFXT 的水平^[16, 19, 34]。

当螺旋桨效应发生时, 从伴星 (或星际介质) 吸积的物质不能被中子星吸积, 而是在离心势的作用下从中子星的磁层被抛射掉 (其发生的条件是磁层处的开普勒角速度小于中子星的转动角速度^[121])。在此过程中, 磁层的扩散与吸积盘的粘滞相互作用, 这可能是导致螺旋桨效应的内在物理原因 (见参考文献 [122, 123])。若偏弱的螺旋桨效应允许中子星有较低的吸积

率(研究发现,当中子星的自转角速度与局地开普勒角速度之比为 $1.0 \sim 1.26$ 时,被磁层抛射的物质因没有足够的动能逃逸而聚集在吸积盘中,随着中子星的减速最终被中子星吸积;当两角速度之比为 $1.3 \sim 2.5$ 时,可能出现被磁层抛射的物质在吸积盘中聚集和被中子星吸积的交替现象。详见参考文献 [124] 的综述),且此吸积态可以持续足够长的时间,或许可以解释甚弱(准)持续源的观测特征^[62]。同一个系统的螺旋桨效应可能会导致不同的物质抛射与吸积比,这使得该系统显示不同的爆发强度。如果存在这种可能,或许可以解释那些混杂的爆发特征,相应地,正常爆发和低光度爆发之间的界限将变得模糊^[16]。

但此模型在应用上还存在一些不确定性(除了螺旋桨效应的本身细节外)。比如,如何确定螺旋桨效应导致的物质抛射与吸积比(见参考文献 [124], 等), 这些问题还有待后续的研究。另外,如果此模型确实可行, VFXT 的性质将在很大程度上取决于中子星的自旋、磁场等物理性质^[16]。



注: ω 是中子星的自旋角速度。

图 4 中子星系统的螺旋桨效应的示意图^[121]

除了以上提到的几种模型外,还有其他一些模型^[7-11, 19, 34]: (1) 致密星吸积共生星伴星的星风^[125-128]; (2) 经典新星(classical nova)的新星爆发^[129]; (3) 具有极强磁场的孤立中子星(强磁星)的爆发^[130-133]; (4) 当观测方向与双星轨道面的法线方向间存在较大的夹角时,盘冕的遮挡效应(如 CXOGC J174540.0-290031^[6, 45])。上述模型可用于解释个别 VFXT, 但并非导致甚弱爆发的主流机制^[9, 10]。

4 讨论与小结

前文介绍了银河系甚弱 X 射线暂现源的总体观测特征和具体源的特性,探讨了 VFXT 的性质,综述了文献中提出的解释这种甚弱爆发的理论模型。一方面,如果这类暂现源的爆发是由低物质迁移率造成的,那么 VFXT 的诞生和演化过程对传统的双星演化理论提出了挑战;另一方面,如果这种低光度的爆发是由低效辐射过程引起的,那么其背后隐藏的物理机制有待揭示。对于这两种情况,不但要弄清楚其物理过程所发生的天体环境,还要研究相应的源的空间分布规律、前身星、爆发频率、爆发持续时标、天体的诞生率和寿命等问题。

前文的综述在一定程度上部分回答了上述问题。但由于已发现的 VFXT 的数目仍然较

少, 观测数据的质量不高 (由于多数源处于银心处, 因此消光比较严重), 以及观测数据相对贫乏 (如很多源多数时间里亮度远低于仪器的观测极限) 等因素的限制, 还有很多未解之谜。需在下述方向开展进一步的研究。

(1) 扩大 VFXT 的样本数量是研究它们本质的重要途径。由于暂现源大部分时间处在宁静态, 宇宙中必然还有大量的暂现源未被观测到。利用大天区巡天监测可能发现更多的 VFXT 并揭示它们的统计特征, 如未来我国的爱因斯坦探针 (Einstein Probe, 简称 EP) 卫星有望在此领域发挥重要作用。EP 卫星将搭载一台宽视场 ($60^\circ \times 60^\circ$, 即全地球的 1/12) 的软 X 射线望远镜和一台视场约 $1^\circ \times 1^\circ$ 的深度后随 X 射线望远镜。在 100 min 曝光时间下探测灵敏度达到 $3 \times 10^{-19} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-2}$, 在 10 kpc 的距离上可以探测到峰值光度为 $10^{28} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$ 的爆发。

(2) 对大多甚弱 X 射线暂现源, 需要利用光学和近红外观测了解它们的伴星是否存在和可能的特征, 以及它们的星周环境。这既有利于全面地了解这类源的特征, 也有利于分析它们可能的诞生过程。

(3) 需要综合多种方法识别 VFXT 中黑洞、中子星和白矮星等天体, 伴星的类型以及它们相关的物理过程。目前常见的技术手段有 X 射线光谱的软硬程度 (如宁静态黑洞的 X 射线光谱比中子星的要硬^[20], 但当光度约大于 $10^{28} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$ 时, 这种差别渐渐消失^[33])、光谱的可变性 (如巨型伴星的双星系统的光谱显示较大的变化^[125, 126]、宁静态的 X 射线光度 (如吸积的黑洞具有较低的光度)^[12]、有无 X 射线暴或 X 射线脉冲 (一般只在吸积的中子星和白矮星系统中出现)^[24]、射电光度强弱 (宁静态的黑洞系统可能显示较高的射电光度)^[68]、天体的质量大小 (如黑洞的质量大于中子星或白矮星^[20, 21]) 等。

(4) 结合观测开展双星演化和星族合成的研究。通过星族合成的方法, 预测不同理论模型下类 VFXT 源的诞生率、寿命以及可能的观测特征, 然后利用观测验证模型的可行性。

参考文献:

- [1] Shklovsky I S. ApJ, 1967, 148: L1
- [2] Lasota J-P. New Astron. Rev, 2001, 45: 449
- [3] Menou K, Perna R, Hernquist L. ApJ, 2002, 564: L81
- [4] Chen W, Shrader C R, Livio M. ApJ, 1997, 491: 312
- [5] Williams B F, Naik S, et al. ApJ, 2006, 643: 356
- [6] Wijnands R, in't Zand J J M, et al. A&A, 2006, 449: 1117
- [7] Sakano M, Warwick R S, et al. MNRAS, 2005, 357: 1211
- [8] Muno M P, Pfahl E, et al. ApJ, 2005, 622: L113
- [9] King A R, Wijnands R. MNRAS, 2006, 366: L31
- [10] Degenaar N, Wijnands R, et al. A&A, 2012, 545: A49
- [11] Heinke C O, Bahramian A, et al. MNRAS, 2015, 447: 3034
- [12] Armas Padilla M, Wijnands R, et al. MNRAS, 2014, 444: 902
- [13] Degenaar N, Wijnands R. A&A, 2010, 524: A69
- [14] Maccarone T J, Patruno A. MNRAS, 2013, 428: 1335
- [15] Hands A D P, Warwick R S, et al. MNRAS, 2004, 351: 31
- [16] Heinke C O, Cohn H N, Lugger P M. ApJ, 2009, 692: 584

-
- [17] Heinke C O, Altamirano D, et al. *ApJ*, 2010, 714: 894
- [18] Bozzo E, Ferrigno C, et al. *A&A*, 2011, 535: L1
- [19] Degenaar N, Wijnands R. *A&A*, 2009, 495: 547
- [20] Armas Padilla M, Degenaar N, et al. *MNRAS*, 2013, 428: 3083
- [21] Corral-Santana J M, Casares J, et al. *Science*, 2013, 339: 1048
- [22] Shahbaz T, Russell D M, Zurita C, et al. *MNRAS*, 2013, 434: 2696
- [23] Watson M G, King A R, Osborne J. *MNRAS*, 1985, 212: 917
- [24] Campana S. *ApJ*, 2009, 699: 1144
- [25] Heinke C O, Jonker P G, et al. *ApJ*, 2009, 691: 1035
- [26] Armas Padilla M, Degenaar N, Wijnands R. *MNRAS*, 2013, 434: 1586
- [27] Del Santo M, Sidoli L, Mereghetti S, et al. *A&A*, 2007, 468: L17
- [28] Degenaar N, Wijnands R, Miller J M. *ApJ*, 2014, 787: 67
- [29] Wijnands R. *AIP Conf. Proc.*, 2008, 1010: 382
- [30] Wijnands R, Miller J M, Wang Q D. *ApJ*, 2002, 579: 422
- [31] Muno M P, Baganoff F K, Arabadjis J S. *ApJ*, 2003, 598: 474
- [32] Del Santo M, Sidoli L, et al. *MNRAS*, 2010, 403: L89
- [33] Wijnands R, Degenaar N, et al. *MNRAS*, 2015, 454: 1371
- [34] Armas Padilla M, Degenaar N, et al. *MNRAS*, 2011, 417: 659
- [35] Mauerhan J C, Muno M P, et al. *ApJ*, 2009, 703: 30
- [36] Shahbaz T, Charles P A, King A R. *MNRAS*, 1998, 301: 382
- [37] Wu Y X, Yu W, Li T P, et al. *ApJ*, 2010, 718: 620
- [38] Meyer-Hofmeister E. *A&A*, 2004, 423: 321
- [39] Nelson L A, Rappaport S A, Joss P C. *ApJ*, 1986, 304: 231
- [40] Nelemans G, Jonker P G. *New Astron. Rev.*, 2010, 54: 87
- [41] in't Zand J J M, Jonker P G, et al. *A&A*, 2009, 506: 857
- [42] Degenaar N, Starling R L C, et al. *A&A*, 2012, 540: A22
- [43] Armas Padilla M, Wijnands R, et al. *MNRAS*, 2014, 439: 3908
- [44] Porquet D, Grosso N, et al. *A&A*, 2005, 443: 571
- [45] Muno M P, Lu J R, et al. *ApJ*, 2005, 633: 228
- [46] Altamirano D, Cavecchi Y, et al. *ApJL*, 2011, 727: L18
- [47] Wijnands R, Rol E, et al. *MNRAS*, 2009, 393: 126
- [48] Cocchi M, Bazzano A, et al. *A&A*, 2001, 378: L37
- [49] Cornelisse R, Verbunt F, et al. *A&A*, 2002, 392: 885
- [50] Cornelisse R, Verbunt F, et al. *A&A*, 2002, 392: 931
- [51] Degenaar N, Altamirano D, et al. *ATel*, 2011, 3202
- [52] Kaur R, Wijnands R, et al. *MNRAS*, 2017, 464: 170
- [53] Sakano M, Koyama K, et al. *ApJS*, 2002, 138: 19
- [54] Del Santo M, Romano P, et al. *ATel*, 2007, 1143
- [55] Chelovekov I V, Grebenev S A. *AL*, 2007, 33: 807
- [56] Bassa C, Jonker P G, et al. *ATel*, 2008, 1575
- [57] Degenaar N, Wijnands R, Kaur R. *MNRAS*, 2011, 414: L104
- [58] Del Santo M, Sidoli L, et al. *A&A*, 2007, 468: L17
- [59] in't Zand J J M, Cornelisse R, Méndez M. *A&A*, 2005, 440: 287
- [60] Degenaar N, Jonker P G, et al. *MNRAS*, 2010, 404: 1591
- [61] Degenaar N, Wijnands R, et al. *IAUS*, 2014, 303: 315
- [62] Degenaar N, Wijnands R, et al. *ApJ*, 2014, 792: 109
- [63] Degenaar N, Linares M, et al. *ApJ*, 2012, 759: 8
- [64] Wijnands R, Degenaar N, Page D. *MNRAS*, 2013, 432: 2366
- [65] Altamirano D, Patruno A, et al. *ApJ*, 2010, 712: L58

- [66] Porquet D, Grosso N, et al. *A&A*, 2005, 430: L9
- [67] Sakano M, Warwick R S, et al. *IAUS*, 2004, 218: 451
- [68] Arnason R M, Sivakoff G R, et al. *ApJ*, 2015, 807: 52
- [69] Baganoff F K, Maeda Y, et al. *ApJ*, 2003, 591: 891
- [70] Degenaar N, Wijnands R, et al. *ATel*, 2011, 3508
- [71] Wijnands R, Yang Y J, et al. *ATel*, 2011, 3595
- [72] Bozzo E, Ferrigno C, et al. *ATel*, 2012, 3958
- [73] Nucita A A, De Paolis F, et al. *New Astron.*, 2012, 17: 589
- [74] Del Santo M, Nucita A A, et al. *MNRAS*, 2014, 444: 93
- [75] Bozzo E, Papitto A, et al. *A&A*, 2014, 570: L2
- [76] Koch E W, Bahramian A, et al. *MNRAS*, 2014, 442: 372
- [77] Barlow E J, Bird A J, et al. *A&A*, 2005, 437: L27
- [78] Sidoli L, Paizis A, Mereghetti S, et al. *MNRAS*, 2011, 415: 2373
- [79] Armas Padilla M, Wijnands R, Degenaar N. *MNRAS*, 2013, 436: L89
- [80] Roche P, Chakrabarty D, et al. *IAUC*, 1998, 6885: 1
- [81] Chakrabarty D, Morgan E H. *Nature*, 1998, 394: 346
- [82] Wijnands R, van der Klis M. *Nature*, 1998, 394: 344
- [83] Wijnands R, Méndez M, et al. *ApJ*, 2001, 560: 892
- [84] Galloway D K, Cumming A. *ApJ*, 2006, 652: 559
- [85] Heinke C O, Jonker P G, et al. *ApJ*, 2007, 660: 1424
- [86] Chelovekov I V, Grebenev S A. *AL*, 2011, 37: 597
- [87] Degenaar N, Wijnands R. *IAUS*, 2013, 290: 113
- [88] Sugizaki M, Mitsuda K, Kaneda H, et al. *ApJS*, 2001, 134: 77
- [89] Kennea J A, Campana S, et al. *ATel*, 2007, 1209
- [90] Natalucci L, Cornelisse R, et al. *ApJ*, 1999, 523: L45
- [91] Wijnands R, Degenaar N. *MNRAS*, 2013, 434: 1599
- [92] Kaaret P, in't Zand J J M, et al. *ApJ*, 2002, 575: 1018
- [93] Galloway D K, Munro M P, et al. *ApJS*, 2008, 179: 360
- [94] Lowell A W, Tomsick J A, et al. *ApJ*, 2012, 749: 111
- [95] King A R. *QJRAS*, 1988, 29: 1
- [96] Kaaret P, Morgan E H, et al. *ApJ*, 2006, 638: 963
- [97] Spruit H C, Ritter H. *A&A*, 1983, 124: 267
- [98] Pylyser E H P, Savonije G J. *A&A*, 1989, 208: 52
- [99] Podsiadlowski P, Rappaport S, Pfahl E D. *ApJ*, 2002, 565: 1107
- [100] Rappaport S, Verbunt F, Joss P C. *ApJ*, 1983, 275: 713
- [101] Patterson J. *ApJS*, 1984, 54: 443
- [102] Debes J H. *ApJ*, 2006, 652: 636
- [103] Liu Q Z, van Paradijs J, van den Heuvel E P J. *A&A*, 2007, 469: 807
- [104] Ritter H. *New Astron. Rev.*, 2008, 51: 869
- [105] Büning A, Ritter H. *A&A*, 2004, 423: 281
- [106] King A R, Kolb U, Burderi L. *ApJ*, 1996, 464: L127
- [107] Liu B S, Li X-D. *ApJ*, 2015, 814: 75
- [108] Dessart L, Burrows A, Ott C D, et al. *ApJ*, 2006, 644: 1063
- [109] Chen X, Jeffery C S, et al. *ApJL*, 2012, 755: L9
- [110] Hameury J-M, Lasota J-P. *A&A*, 2016, 594: A87
- [111] Fujimoto M Y, Hanawa T, Miyaji S. *ApJ*, 1981, 247: 267
- [112] Bhattacharya D, van den Heuvel E P J. *Phys. Rep.*, 1991, 203: 1
- [113] van Haften L M, Nelemans G, et al. *A&A*, 2013, 552: A69
- [114] van Haften L M, Nelemans G, et al. *A&A*, 2015, 579: A33

- [115] Grimm H-J, Gilfanov M, Sunyaev R. *A&A*, 2002, 391: 923
- [116] Ichimaru S. *ApJ*, 1977, 214: 840
- [117] Rees M J, Begelman M C, et al. *Nature*, 1982, 295: 17
- [118] Narayan R, Yi I. *ApJ*, 1995, 452: 710
- [119] Narayan R, McClintock J E. *New Astron. Rev*, 2008, 51: 733
- [120] Abramowicz M A, Czerny B, Lasota J P, Szuszkiewicz E. *ApJ*, 1988, 332: 646
- [121] Illarionov A F, Sunyaev R A. *A&A*, 1975, 39: 185
- [122] Romanova M M, Ustyugova G V, et al. *ApJ*, 2004, 616: L151
- [123] Romanova M M, Ustyugova G V, et al. *ApJ*, 2005, 635: L165
- [124] Papitto A, Torres D F. *ApJ*, 2015, 807: 33
- [125] Masetti N, et al. *A&A*, 2006, 453: 295
- [126] Masetti N, et al. *A&A*, 2007, 470: 331
- [127] Enoto T, Sasano M, et al. *ApJ*, 2014, 786: 127
- [128] Okazaki A T, Negueruela I. *A&A*, 2001, 377: 161
- [129] Mukai K, Orio M, Della Valle M. *ApJ*, 2008, 677: 1248
- [130] Ibrahim A I, et al. *ApJ*, 2004, 609: L21
- [131] Muno M P, et al. *MNRAS*, 2007, 378: L44
- [132] Olausen S A, Kaspi V M. *ApJS*, 2014, 212: 6
- [133] Thompson C, Duncan R C. *ApJ*, 1996, 473: 322

Review of Galactic Very Faint X-ray Transients

LIU Bai-sheng^{1,2}, LI Xiang-dong^{1,2}

(1. School of Astronomy and Space Science, Nanjing University, Nanjing 210023, China; 2. Key Laboratory of Modern Astronomy and Astrophysics (Nanjing University), Nanjing 210023, China)

Abstract: Most transient X-ray binaries (XRBs) in our Galaxy contain accreting black holes or neutron stars. In last twenty years, a new type of X-ray transients, which display very low outburst luminosity (2~10 keV luminosity of approximate $10^{27}\sim 10^{29}$ J·s⁻¹), have been detected and termed as very faint X-ray transients (VFXTs). According to current observations and theoretical studies, the long-term averaged mass accretion rate in VFXTs is $\lesssim 10^{-13}\sim 10^{-12} M_{\odot}\cdot\text{a}^{-1}$. Such a low accretion rate can hardly be explained by traditional XRB evolution theory. In this paper we review the observational properties of VFXTs and candidates, including their space distribution, X-ray radiation, companion stars and orbital period distribution. We then summarize the theoretical models for the origin of VFXTs proposed in the literature and discuss their feasibility. It is pointed out that more observations and theoretical studies are needed to illustrate the nature of these exotic objects.

Key words: accretion; accretion disk; white dwarf; neutron star; X-ray binary; star evolution