

简介河内X射线双星及其光学对应体

周体健 乔国俊

(北京大学地球物理系)

提 要

已被光学证认的约100个致密X射线源，绝大部分是一颗致密星(白矮星、中子星或黑洞)与另一恒星组成的双星。其中主要有三种类型：(1)伴星为大质量早型星，简称HMXB；(2)伴星为低质量晚型星，即LMXB；(3)激变变星。本文重点简介前两类的基本观测事实及理论模型，也顺便提到后者。

一、引 言

自1962年首次发现太阳系以外的X射线源^[1]以来，已经放了不少X射线探测卫星。比较著名的如Uhuru, Einstein, Ginga, Tenma及EXOSAT等，灵敏度最高约相当于 $1\mu\text{Jy}$ ，探测光子能量0.1keV至1MeV，约相当于0.01—100Å的波长范围。探测到的X射线致密源中约有100个有光学对应体。其中最早发现的河内强X射线源ScoX-1^[1,2,3]，在判定了它的距离之后，得知其X射线光度约为太阳总光度的10倍。后来又陆续在2—11keV范围内测得许多源的X射线光度都在 10^{31} — $10^{39}\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}$ 范围内^[4]。要发出如此强烈的X射线，源的能量密度和产能率都应该相当高。为解释这类源，60年代后期出现了在致密星与伴星组成的双星系统中，靠致密星吸积伴星物质而产能的模型。这种产能方式能量转化效率极高，以一个太阳质量的中子星为例，约可释放出吸积物质静止能量的10%。即使吸积率只有 $10^{-9}M_{\odot}/\text{yr}$ ，产能率已达 $8.5\times 10^{36}\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}$ ，其产能密度则高达 $2\times 10^{18}\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{cm}^{-3}$ 。对比太阳核心区的热核反应处，其产能密度只有 $10^8\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{cm}^{-3}$ ，整个太阳平均更低到只有 $2.7\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{cm}^{-3}$ 。即使能量密度极高的类星体，其产能密度也只有 $10^7\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{cm}^{-3}$ 。

不过在整个60年代双星吸积模型仍然纯粹是个理论模型。直到70年代早期对CygX-1和CenX-3的细致观测，才大力支持了这种模型。CygX-1被证认有一颗巨星，由其光谱的5.6d Doppler频移推断它是双星，另一子星为致密星，很可能是黑洞^[5,6,7]。CenX-3的X射线有4.8s的周期性脉冲，而其脉冲频率则有Doppler效应的变化。CenX-3的交食现象更证实其为轨道周期是2.09d的双星系统，由一颗中子星吸积伴星物质而产生X射线。^[8,9,10,11]

从主要的亮致密X射线源^[4]的观测数据分析，这些源主要可以分为三大类。一类伴星是高质量星，简称HMXB，它们又被称为早型X射线双星，因为在中子星之外的另一子星为O、B型的早型星。第二类是低质量X射线双星，简称LMXB，又被称为晚型X射线双星，

或星族 II X 射线双星, 其中包括球状星团和银河系核球里的 X 射线源。第三类是激变变星。前两类的致密子星几乎全是中子星, 可能有极少数是黑洞, 而后一类的致密子星则是白矮星。除此之外, 致密 X 射线源还有少量是超新星遗迹中的致密星以及某些孤立的热白矮星。

在双星系统中致密星的伴星质量, 对 HXMB 而言一般大于或近于 $10M_{\odot}$, 而 LMXB 则一般小于 $1M_{\odot}$ 。仅有一个例外: HerX-1 的伴星质量为 $2M_{\odot}$ 。按其大小和光谱型来说, 一般把它划为 LMXB, 但它却又具有 HMXB 的一些主要特点, 因此也可以划到 HMXB 中。详细情况将在后面介绍。从 X 射线辐射特性来看, HMXB 大多表现为爆发型, 而激变变星类则多为瞬变型。几种类型的 X 射线光度 $L_x(2-11\text{keV})$ 与光学光度 L_{opt} 之比也不相同。HMXB 的光学光度较强, 故其 L_x/L_{opt} 的比值均小于 10, 甚至低到 10^{-5} , 而 LMXB 的比值则大于 10, 甚至高到 10^4 。激变变星的比值范围较窄, 约在 1 附近。LMXB 的轨道大多接近圆形, 而 HMXB 则既有圆形轨道也有偏心率较大的椭圆轨道。

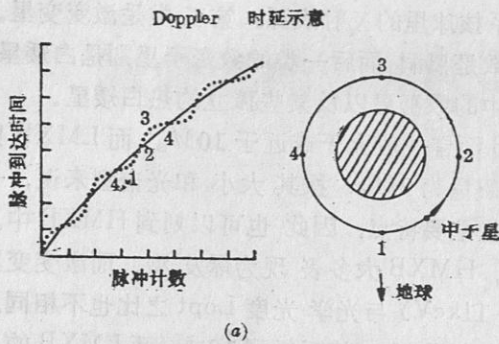
二、观测与分析

1. HMXB^[12]

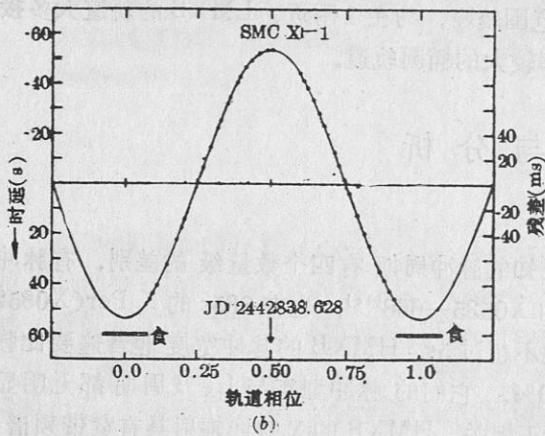
HMXB 绝大部分都是脉冲型 X 射线源。已知的脉冲周期有四个数量级的差别, 有脉冲周期为 60ms 的 1E1024.0—5732^[13] 和 69ms 的 X0535—668^[14], 也有 835s 的 X Per(X0352+309)^[15], 而射电脉冲星的脉冲周期最长的也不超过 5s。HMXB 的脉冲宽度也普遍要比脉冲星的脉冲宽度要大一些, 一般约占周期的 50%。它们的脉冲型态与 L_x 及周期都无明显关系。然而脉冲周期与轨道周期之间却有轻度正相关。HMXB 的 X 射线辐射具有宽带频谱, 主要范围在 2—20keV, 到 20keV 以上跌落很快, 既没有明显尖峰又无法用简单的黑体谱、热韧致谱或幂律谱描述。普遍认为 X 射线脉冲出自偏离自转轴的磁化中子星, 在磁场引导下进行吸积, 因而形成了 X 射线束。其能量是伴星提供的吸积物所释放的势能, 而 X 射线束的形状则取决于中子星的外磁场和吸积流漏斗, 以及 X 射线由中子星表面附近穿越磁化等离子体向外传播时的辐射转移过程。

有一些 X 射线脉冲星的周期逐渐变短, 有些基本不变, 也有些在变短和变长之间反复。这不同于射电脉冲星普遍在 10^3yr 的时标上周期逐渐加长。这种 X 射线脉冲星自转加快的现象据认为起因于吸积物角动量对中子星所产生的力矩。力矩的大小可以根据中子星磁层顶处物质绕行的 Kepler 速度来估算。这只适合于伴星物质通过最低势能点逐渐流出, 从而在致密星附近构成高角动量吸积盘的情况。若吸积物质源于伴星的高速星风, 则净角动量很小不足以构成吸积盘。但其角动量仍会对脉冲星转速有影响, 有时甚至会与其自转方向相反使之减慢。

X 射线脉冲双星的轨道参数往往可由测定脉冲到达时间得到。图 1(a) 是脉冲双星的脉冲到达时间随轨道相位变化的示意, (b) 是 SMC X-1 实测的脉冲延迟时间曲线^[16]。很明显, 从图 1(b) 的时延 Doppler 变化曲线可以定出其轨道非常接近于正圆, 偏心率小于 7×10^{-4} 。轨道投影半径也可由时延曲线上直接量出 ($a_e \sin i = 53.5$ 光秒)。不过有些脉冲双星的脉冲周期和轨道周期都很长, 这些源的 Doppler 效应时延变化与其周期变率本身在同等量级就较难于



(a)



(b)

图1 脉冲双星的 Doppler 时延

大，轨道周期都长于 15d，较少有交食现象。这些是 Be 星 HMXB，其光学子星尚未演化到充满临界 Roche 瓣，物质主要以在轨道面内喷射的形式抛出并有强烈星风形式的流失，损失率约为 10^{-13} 至 $10^{-10} M_{\odot}/\text{yr}$ 。根据伴星光学光度和光谱型可知其质量在 $10-20 M_{\odot}$ 范围内，即相当于 B3—O9，其 X 射线辐射变化较大，不少有瞬变或爆发现象，很可能与 Be 星常见的无规光学爆发出于相同的机制。这显示出它们可能是由自转引起的赤道区不稳定性驱动的突发物质抛射。

比较有名的 HMXB 有 CygX-1(X1956+350)，VelaX-1(X0900-402)，CenX-3(X1119-603)等。其中 CygX-1 的主星是蓝超巨星 HDE226868，伴星很可能是黑洞，轨道周期 5.6d。VelaX-1 的主星为 B0.5 型，是脉冲食双星，脉冲周期 283s，交食周期 8.9d。CenX-3 也是脉冲食双星，主星为 O6-8 型，脉冲周期 4.8s，交食周期 2.09d。此外，Her X-1 的主星非 O 型或 B 型而是 A9 型，所以划分到 LMXB。但它也是脉冲食双星，脉冲周期 1.2s，交食周期 1.7d，另外它的吸积盘还有 35d 的进动周期。

2. LMXB

X 射线天文学家对光学伴星质量约小于 1 太阳质量的 LMXB 的细致了解比之 HMXB 要差一些，因为对它们的研究要比 HMXB 困难得多。在光学波段，它们一般要比 HMXB 暗 5—10mag，使之较难证认。例如 X 射线天体中最早发现的 ScoX-1，在发现后过了 4 年才

以鉴别，有些 HMXB 系统还可以测到 X 射线食，就更容易定出轨道周期和其他参数。知道投影半径和轨道周期后，当然很方便就可解出双星系统的质量函数。由于 HMXB 的光学光度比较高，且主要来自光学伴星，由光学观测还可以得到相应的光学资料。把 X 射线资料和光学资料结合起来，对 HMXB 的了解就更清楚了，两子星的质量及轨道运行情况都可以确定下来。

HMXB 的伴星质量一般都在 $10 M_{\odot}$ 以上。其中轨道周期为 1.4—10d，具有圆形轨道的称为标准 HMXB。由它们的光学子星的光度和光谱型可以推断其大都是原为质量接近或大于 $20 M_{\odot}$ 的 O 型主序星。系统中两子星距离较近，光学子星已演化到充满临界 Roche 瓣，物质通过内 Lagrangian 点溢流到中子星附近形成吸积盘。其质量损失率约为 $10^{-10}-10^{-8} M_{\odot}/\text{yr}$ ，也有些还存在星风物质流。它们除有 X 射线脉冲之外还有一些持续的 X 射线辐射，并往往表现出 X 射线食。

另有一些 HMXB 的轨道偏心率比较大，

证认出其光学对应体^[2,17]。LMXB的光学对应体的星等典型值是 $M_V \approx +2$, 而HMXB则为 $M_V \approx -6$ 。它们的X射线光度与光学光度之比为 $L_X(2-11\text{keV})/L_{opt}$ 在 $10-10^4$ 或更高。同时, 其可见光辐射不仅缺乏正常恒星的吸收线, 而且大都呈暗弱的蓝色, 不同于任何已知的恒星光谱。从双色图上看, 它们都接近黑体辐射, 据认为这主要是二级效应, 来自被X射线加热的气体或吸积盘。其光学子星的光度很低, 甚至根本看不到, 因此很难确定其光谱型。再加上它们的X射线辐射没有周期性脉冲, 而形成无规的爆发, 也就无法借助脉冲到达时间的差别来测定轨道参数。在LMXB中也未观测到X射线交食现象。根据以上情况, 早期甚至有人对这类源提出过非双星的模型。不过随着70年代对若干系统的细致观测, 例如对X2129+470^[18], CygX-2^[19]等的观测, 仍然揭示了这类源的双星本质。此外, 由于未观测到低能量X射线的吸收现象, 也证明吸积星附近没有浓密的星际介质或云块, 吸积物只能来自另一颗伴星。由LMXB的空间分布来看, 它们全都不在近期或当前的恒星形成活动区之内, 可以认为它们都属于老星族, 包括银河系核球和球状星团里的许多X射线源。

许多LMXB都是爆发源^[20]。它们的爆发分为两种显然不同的类型。I型爆发的间隔时间为若干小时或几天, 爆发本身经历几秒至几分钟, 上升时间约1至10s。在其衰减过程中谱型逐渐变软, 相当于逐渐冷却的黑体辐射。据分析认为这起源于突然引发了吸积物的热核反应。几乎所有的爆发星都有一定的持续X射线辐射。有一些爆发星还具有历时几分钟甚至几小时的瞬变, 在发生主瞬变事件前几秒钟有时还有极短的前导脉冲。瞬变X射线辐射的谱特性与I型爆发极为相似。产生这类瞬变的原因可能是类似耀斑的事件, 但其本质尚不清楚。II型爆发主要在一个称为快速爆发星(Rapid Burster)的MXB1730-335^[21,22]观测到, 其II型爆发的上升时间约为1s, 爆发本身历时可由几秒至10min。爆发特点是在一定的爆发活动期间爆发往往多次重复, 重复间隔有时短到10s, 而且每次爆发后的间歇时间与爆发的积分强度相关。快速爆发星的I型爆发只在II型爆发活动期间才出现, 其间隔时间约为3-4h。图2为1976年3月2日至3日记录的MXB1730-335的X射线爆发, 总计为运行8圈内24min的爆发轮廓。其中箭头所指为I型, 其余全部是II型爆发。

由热核反应引起的I型X射线爆发, 在同一爆发源的各次爆发中, 其轮廓是大致相似的, 但不同的源则光变轮廓并不相同。一般在约1-10s的上升之后衰减时间可为数秒至若干分钟。高能成分的衰减时间往往比低能成分短, 这可能是中子星光球冷却过程的反映。两次爆发间隔若干小时或若干天, 既可能有规律也可能完全无规。有些爆发轮廓是单峰, 有些则呈现双峰, 两峰的间隔和峰间低谷的深度随总能量的增高而加大。爆发轮廓还往往和持续辐射的强弱有一定关系。持续辐射若较强, 爆发衰减的时间就较短, 间隔也缩短; 持续辐射若相当强, 甚至

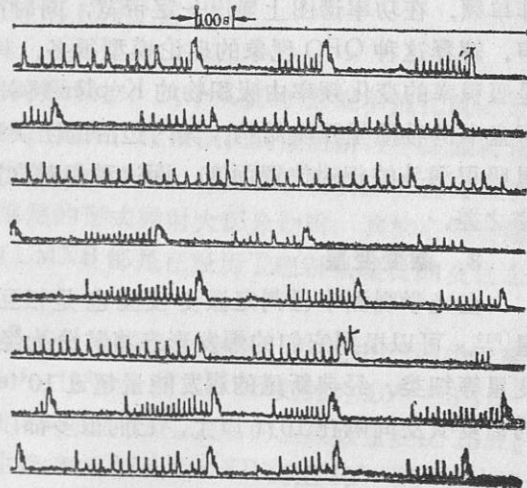


图2 MXB1730-335的X射线爆发

可能不产生爆发。据分析,以上这些现象都和吸积率有关。从模型计算^[23]得知,吸积率过大或过小都不会引起爆发。若吸积率太小,则中子星表面温度不够高,不足以引发热核反应。在稍高一些的吸积率范围内(约 $10^{15} \text{g} \cdot \text{s}^{-1}$ 以上),经过一段时间的吸积,中子星表面附近的吸积物足够多了,温度也足够高时,就会引起爆发。吸积率愈高,所需的吸积时间愈短,爆发得愈频繁且猛烈。在一般情况下爆发主要由氢燃烧形成,但在较高吸积率(约高于 $10^{16} \text{g} \cdot \text{s}^{-1}$)时,氦燃烧还会引发氢燃烧的爆发,因而形成光变的双峰。但在吸积率更高(约高于 $10^{17} \text{g} \cdot \text{s}^{-1}$)时,氦燃烧异常猛烈又会掩盖了氢燃烧的贡献,重新形成单峰。若吸积率非常高(约为 $10^{19} \text{g} \cdot \text{s}^{-1}$ 以上),则氢和氦都会在高温下持续猛烈燃烧,形成很强的持续辐射,反而不再形成爆发^[24]。

LMXB 的光学对应体的光谱总体上大都相似,均缺乏恒星的吸收线,但往往有 H_α 和 H_β 等发射线,并显示出 10^3 至 $10^4 \text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ 的高速 Doppler 频移,既有红移也有蓝移。这表明它们包含高速气流或吸积盘^[25,26]。有些 LMXB 在 X 射线爆发时其光学对应体也有光学爆发,但都滞后几秒钟。这种延迟看来是 X 射线光子由中子星表面到达吸积盘的时间,光学爆发是 X 射线爆发的光子打倒吸积盘上引起的次级效应^[27,28]。由此也可以进一步证明 LMXB 的光学辐射主要不是来自伴星,而是来自吸积盘。不论在爆发活动期还是在平静的持续辐射期, X 射线光度均比光学光度高出 4 至 5 个数量级。

比较有名的 LMXB 除前述的 HerX-1(X1656+354)之外,还有 ScoX-1(X1617-155), CygX-2(X2142+380), CenX-4(X1455-314)等。其中 ScoX-1 是持续 X 射线辐射亮度最高的致密 X 射线源,它的最低流量也达 $7 \times 10^3 \mu\text{Jy}$,而一般源都在数百 μJy 以下,多数甚至只有几 μJy 。另外它的光变很快,时标短到 1s。CygX-2 也有持续 X 射线辐射,是光度最高的致密 X 射线源之一,光度达到 $1.2 \times 10^{38} \text{erg} \cdot \text{s}^{-1}$,主星是一颗 F 型星,其轨道周期为 9.84d。CenX-4 主星为 K3-7 型,为亮瞬变星并有爆发。

1984 年以后在 10 个高光度的 LMXB 中发现一种准周期振荡(QPO)现象^[29],是在分析其辐射的功率谱时检测到的*。这种振荡的中心频率为几十 Hz,随辐射强度而增大,而且并非单频,在功率谱图上显出一定带宽,同时往往伴随低频($\leq 10 \text{Hz}$)和甚低频($\leq 0.1 \text{Hz}$)的噪声。解释这种 QPO 现象的理论模型很多,其中以差频模型较受重视。这种模型的基本思想是吸积率的变化频率由吸积物的 Kepler 频率与中子星的自转频率之差决定。其原因在于吸积盘中的物质呈团块结构,其内边沿的团块顺螺线落入中子星磁层时,吸积率随团块与中子星吸积漏斗的相对位置而变,而这种相对位置的变化频率正是中子星自转频率与 Kepler 频率之差。

3. 激变变星

在光学观测中已判定激变变星也是相互作用的双星系统,不过其中的致密星是白矮星^[31]。可以根据它们的爆发形态将其分为经典新星、再发新星、矮新星、似新星天体以及磁变星等细类。经典新星的爆发能量超过 10^{44}erg ,并且历史上只观测到一次喷发。再发新星的重复喷发间隔在 10yr 以上,它们很多都以巨星为伴星,宁静时的光谱以巨星为主。矮新

*最近在属于 HMXB 的 X 射线脉冲星 EXO2030+375 的瞬变 X 射线光变中也检测到 QPO 现象^[30]。

星的喷发能量约为 10^{38} — 10^{39} erg, 爆发延续几天, 两次爆发之间相隔几周或几个月。有些并未观测到爆发的天体, 但其光学特性类似新星的称为似新星天体, 可能它们过去曾爆发过但未被记录到。磁变星则在光变之外有较强的磁场变化。以上这几类都具有下列全部或部分特征: 光学平谱或蓝色谱, 有很宽的氢、氦吸收线或发射线, 有明显而非周期的快速光变, 有不太高的X射线光度 ($L_x < 10^{34}$ erg · s⁻¹)。以上这些重要特性主要取决于伴星向白矮星的物质转移。

X射线辐射是激变变星共有的特性之一^[32,33]。在光子能量为0.1—4.5KeV范围内探测到两种X射线成分, 一种较硬, 另一种很软。后者仅能在0.1keV的极限能量上刚好探测到。多数激变变星的 $F_x(0.1-4\text{keV})$ 与 $F_v(5000-6000\text{\AA})$ 之比约为1, 若只用硬X射线成分计算, 则比值仅为0.06以下。磁变星的 F_x/F_v 比值较高, 能达到10。硬X射线成分有的一直延伸到150KeV。在这样宽的范围内存在辐射, 无法用单一的热致辐射拟合。不过若认为部分X射线射到白矮星表面上再散射出来, 另外再考虑到吸积物对X射线的Compton散射则能较好地予以解释。有些激变变星的硬X射线谱里还观测到约6.7KeV的铁发射线。至于软X射线成分则用黑体模型描述较用光学薄致模型为好。

据分析激变变星的吸积随磁场强弱而有两种形式。如果磁场很弱, 则形成吸积盘。在盘内侧与白矮星邻近的边界区域里, 吸积物的大量Kepler绕行能量在制动中被迫耗散, 导致X射线辐射, 其软硬X射线的比率与吸积率有关。当吸积率小于 10^{16} erg · s⁻¹ 时, 白矮星表面附近物质膨胀形成高温冕区, 产生的主要是硬X射线。而当吸积率高于 10^{16} erg · s⁻¹ 时, 边界区内物质密度很大, 辐射损耗高到使物质来不及膨胀成冕区, 于是边界区的部分强烈辐射被白矮星表面和吸积盘吸收再辐射, 变成极软的X射线成分^[34,35]。在磁场较强的条件下, 吸积流顺磁力线的引导不形成吸积盘而成为柱状流。在柱内高速流产生强烈激波导致X射线辐射。此时硬软X射线比率由回旋辐射与致辐射的比率而定。高吸积率或低磁场时致辐射占上风, 以硬X射线为主。低吸积率或高磁场时, 则回旋辐射的软X射线为主^[36,37]。

三、X射线双星的形成和演化

X射线双星的X射线既然产生于致密子星及其吸积物, 这个系统的形成和演化就必定和双星系统中致密子星的形成和演化密切相关。众所周知, 恒星演化到最后阶段形成致密星体时总要抛掉大量物质。小质量恒星可能不以爆发的形式抛射, 仅因外层物质膨胀逸去而遗留下核心的白矮星。质量稍大一些就会以超新星爆发的形式抛射大部分物质, 其核心则坍缩成中子星或黑洞。因此除激变变星外, HMXB和LMXB都是在经历了超新星爆发的变化之后仍然保持或另行建立的双星系统。

在银河系之内和M31里面, HMXB和LMXB的数量都大致相等。可是由于两类双星的物质流失率不同, 估计HMXB的寿命仅约为 10^5 — 10^6 yr, 而LMXB则约为 10^8 — 10^9 yr, 两者的产生率就应该相差约 10^3 — 10^4 倍。再考虑到银河系内 $1M_{\odot}$ 左右的恒星数量要比 $15M_{\odot}$ 以上的恒星数高出两三个量级, 则HMXB的产生概率就要比LMXB高出 10^5 — 10^7 倍才能维持两者的数量相等。这意味着大质量双星演化成HMXB可能是相当正常的趋势, 而形成

LMXB 则是较为稀少的事件,需要具备特定的条件。

据认为形成这种差别的原因在于超新星爆发时两子星质量比不相同。大质量双星中原来质量较大演化较快的子星,在演化过程中已有较多物质转移到另一子星上,到发生超新星爆发时它存留的质量反而已远小于另一子星。一颗质量远小于系统总质量的子星发生爆发一般不会破坏原先的系统。可是在小质量双星中,物质转移较慢,直到超新星爆发时爆发子星的质量仍高于另一子星,原先的双星系统就极可能被爆发所破坏。

1. 大质量双星系统

凡轨道周期约在 10yr 以内的密近双星演化到一定程度,质量较大的子星就会胀大而充满临界 Roche 瓣,其外层物质就会溢流向另一子星,也可能有部分物质流到系统以外。两子星交互作用的具体细节要由外流子星核心部分的演化状态、星体外层的结构以及两子星的质量比等因素来确定。但总的情况是:绝大多数大质量密近双星开始发生物质转移时,外流子星的核心部分都已进入氦燃烧甚至碳燃烧阶段。

大质量双星系统在形成 X 射线双星的物质转移过程中,基本上可采用准质量守恒模型予以描述。随着物质由一颗子星转移到另一子星,系统的轨道半径和周期都相应变化。当原先质量较大的子星演化到其核心质量约大于 $2.8-3M_{\odot}$ 。并开始坍缩时,其外层物质已大都转移到另一子星上,使另一子星的质量增长到远大于坍缩子星。此时系统的稳定性主要取决于已获得较大质量的子星。最后坍缩子星的核心部分引发超新星爆发并形成中子星,但双星系统仍然维持着。爆发后,坍缩子星遗留下质量约为 $1.4M_{\odot}$ 的中子星,另一颗子星则很可能是尚未明显演化的 O 型或 B 型星。实际上大质量双星在演化中还会有相当一部分质量以星风的形式损失,但这种流失一般并不影响其主要的演化过程。图 3 为一个标准 HMXB 的形成及其后续演化的模型^[38]。在坍缩子星爆发以后(图 3d-f),由 O 型或 B 型星吹向中子星的星风和随后反向溢流到中子星的物质就会被中子星吸积,并在其附近激发出 X 射线,从而形成 HMXB。经过一段时间,另一颗子星充分演化后会有大量物质溢流而淹没中子星,使中子星损失动量而靠近另一子星,在较小的轨道上运行。随着溢流物质的淹没,中子星已无力全部接收,此时 X 射线辐射就会减弱或停止,多余的物质会从系统中大量流失掉,极可能形成 SS433 类型的喷流束。到最后另一子星也演化到终结成为致密星。如果其核心质量约小于 $2.8M_{\odot}$,则坍缩后形成白矮星,并与原来的中子星仍结合成双星。若其核心质量适中($\leq 4.2M_{\odot}$),则在超新星爆发时抛射的物质不会超过系统总质量的一半,尚不至于破坏双星系统,最后形成偏心率极大的双中子星系统。若核心质量更大,则超新星爆发将炸断两子星的联系使之分离成两颗独立的中子星。

2. 小质量双星系统

LMXB 的形成很可能不像大质量双星系统最后形成 HMXB 那么直接,原因是在超新星爆发时原先的双星系统极可能遭到破坏。据认为 LMXB 形成的模式可能有三种:

(1) 质量比非常小的双星系统

在两子星质量相差悬殊的双星系统里,到演化后期其小质量子星极可能淹没在大子星的外层物质里,因而逐渐损失角动量而靠近大子星的核心。到大子星发生超新星爆发时,小子星已非常接近大子星的核心,两者之间的联系相当紧密。如果超新星爆发不是很剧烈,就有可能

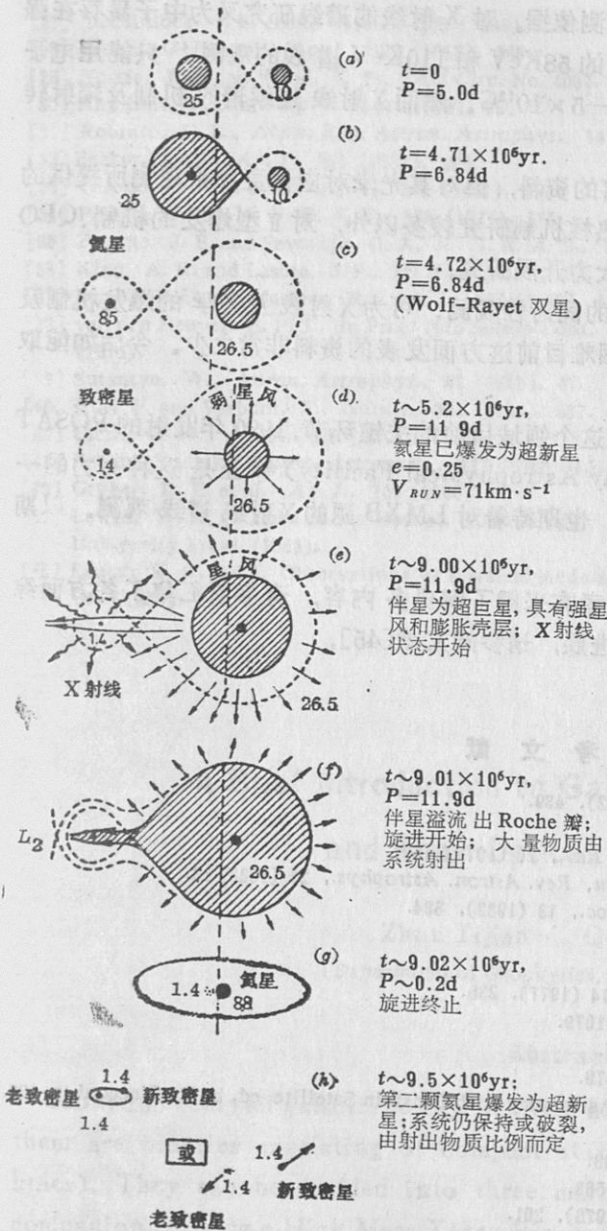


图3 一个标准 HMXB 的形成和演化模型^[38]

形成 LMXB^[42]。

不破坏双星的紧密联系而形成 LMXB^[39]。当然这种概率是相当小的。

(2) 在球状星团中心区

球状星团形成的早期会产生大量白矮星和中子星。由于球状星团中心区的相对速度约小于 $10\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ ，而恒星密度却高达 10^5pc^{-3} ，沉到中心区的白矮星和中子星俘获其它恒星的可能性就存在^[40,41]。白矮星俘获伴星后形成激变变星，中子星俘获伴星后就形成 LMXB。能俘获伴星的，只有那些原先是单星产生的中子星。它们在超新星爆发时，由于爆发的对称性使它们不会另外得到较大的附加速度，很可能仍然存留在球状星团内部去俘获伴星。那些原来在双星系统里产生的中子星，在超新星爆发时受伴星的干扰使爆发不对称，会以高速弹开甚至脱离球状星团，反而成为孤立的中子星无从俘获伴星。此外，若在球状星团中心区产生一组或若干极强的 X 射线双星，其辐射压甚至可能将星团“蒸发”，使其中的 LMXB 散布开来。

(3) 激变变星吸积

在银河系核球里，由于恒星之间的相对速度很高 ($\approx 100\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$)，极不可能发生类似上述的俘获过程。然而不论在球状星团内部或银河系的核球里都可能存在由双星系统演化而形成的激变变星，其中包含一颗白矮星。

若激变变星里的白矮星质量比较大，接近 Chandrasekhar 极限，在吸积物质到一定数量后就会坍缩成中子星，或者产生小规模超新星爆发并坍缩成中子星，从而

四、结 语

1. 对 HMXB 的观测为研究 X 射线双星提供了极丰富而可贵的资料，使其中子星质量

及光学对应体特性等研究内容具有直接的观测依据。对 X 射线的谱线研究又为中子星存在强磁场提供了直接的观测证据。如对 HerX-1 的 58KeV 和 110KeV 谱线的观测^[43]只能用电子回旋共振来解释,所反映的磁场强度约为 $2-5 \times 10^{12}G$ 。然而 X 射线连续谱的机制及辐射转移和传输仍需进一步研究。

2. 对 LMXB 的观测虽然也提供了丰富的资料,但对其光学对应体更直接观测所提供的信息尚为数不多。理论上除对 I 型爆发的热核机制研究较多以外,对 II 型爆发的机制、QPO 的机制等的现有理论都还仅为初步,尚需大力开展研究。

3. X 射线爆发源的光学与 X 射线爆发的同时性观测,可为 X 射线及光学的爆发机制及其关系提供重要信息。但因观测上的技术困难目前这方面发表的资料非常之少。今后如能获得更多的观测机会则十分可贵。

4. X 射线观测方面的进一步开展仍是这个领域目前的关键环节。1990 年发射的 RÖSAT 卫星和即将发射的 AXAF(Advanced X-ray Astrophysical Facility)等正是这种努力的一部分。我们期待着 X 射线偏振测量器问世,也期待着对 LMXB 源的 X 射线谱线观测,以期确定其磁场。

5. 本文仅简介了一些基本情况。若读者有兴趣了解更多内容,请参看汇集了各方面综合评述文章的文献[44]。若想了解较新的进展,请参阅文献[45]。

参 考 文 献

- [1] Giacconi, R. et al., *Phys. Rev. Lett.*, 9 (1962), 439.
- [2] Sandage, A. et al., *Ap. J.*, 146 (1966), 316.
- [3] Miyamoto, S. and Matsuoka, M., *Space Sci. Rev.*, 20 (1977), 687.
- [4] Bradt, H. V. D. and McClintock, J. E., *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 21 (1983) 13.
- [5] Schwartz, D. A. et al., *Bull. Am. Astron. Soc.*, 13 (1982), 834.
- [6] Holt, S. S. et al., *Ap. J.*, 233 (1979), 213.
- [7] Bolton, C. T., *Ap. J.*, 200 (1975), 269.
- [8] Fabbiano, G. and Schreier, E. J., *Ap. J.*, 214 (1977), 235.
- [9] Hutchings, J. B. et al., *Ap. J.*, 229 (1979), 1079.
- [10] Giacconi, R. et al., *Ap. J.*, 167 (1971), L67.
- [11] Schreier, E. J. et al., *Ap. J.*, 172 (1972), L79.
- [12] Rappaport, S. A. and Joss, P. C., in *X-ray Astronomy with Einstein Satellite*, ed. by R. Giacconi, p. 123, Dordrecht Reidel, (1981).
- [13] Caraveo, P. A. et al., *Ap. J.*, 338 (1989), 338.
- [14] Skinner, G. K. et al., *Nature*, 297 (1982), 568.
- [15] White, N. E. et al., *M. N. R. A. S.*, 176 (1976), 201.
- [16] Primini, F. et al., *Ap. J.*, 217 (1977), 543.
- [17] Hiltner, W. A. and Mook, D. E., *Ap. J.*, 150 (1967), 851.
- [18] Thorstensen, J. R. et al., *Ap. J.*, 233 (1979), L57.
- [19] Cowley, A. D. et al., *Ap. J.*, 231 (1979), 539.
- [20] Lewin, W. H. G. and Joss, P. C. *Space Sci. Rev.*, 28 (1981), 3.
- [21] Lewin, W. H. G. et al., *Ap. J.*, 207 (1976), L95.
- [22] Hoffman, J. A. et al., *Nature*, 271 (1978), 630.
- [23] Joss, P. C., *Ap. J.*, 225 (1978), L123.
- [24] Ayasli, S. and Joss, P. C., *Ap. J.*, 256 (1982), 637.
- [25] McClintock, J. E. et al., *Ap. J.*, 193 (1975), 641.
- [26] Huang, S. S., *Ap. J.*, 171 (1972), 549.

- [27] McClintock, J. E. et al., *Ap. J.*, 235 (1980), L81.
 [28] Pedersen, H. et al., *Ap. J.*, 263 (1982), 340.
 [29] Norris, J. P. and Wood, K. S., *IAU Circ. No. 4087*, (1985).
 [30] Anghini, L. et al., *Ap. J.*, 346 (1989), 906.
 [31] Robinso, E. L., *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 14 (1976), 119.
 [32] Becker, R. H., *Ap. J.*, 251 (1981), 626.
 [33] Corodova, F. A. et al., *Ap. J.*, 245 (1981), 609.
 [34] Pringle, J. E., *M. N. R. A. S.*, 178 (1977), 195.
 [35] Pringle, J. E. and Savonije, G. J., *M. N. R. A. S.*, 187 (1979), 777.
 [36] King, A. R. and Lasota, J. P., *M. N. R. A. S.*, 188 (1979), 653.
 [37] Lamb, D. Q. and Masters, R., *Ap. J.*, 234 (1979), L117.
 [38] van den Heuvel, E. P. J., in Proc. 16th Solvay Conf. on Physics, p. 119, University of Brussels Press, (1974).
 [39] Sutantyo, W., *Astron. Astrophys.*, 41 (1975), 47.
 [40] Hut, P. and Verbunt, F., *Nature*, 301 (1983), 587.
 [41] Clark, G. W., *Ap. J.*, 199 (1975), L143.
 [42] Labay, J. et al., *Astron. Astrophys.*, 117 (1983), L1.
 [43] Gruber, D. E. et al., *Ap. J.*, 240 (1980).
 [44] Lewin, W. H. G. and van den Heuvel, E. P. J.(eds), *Accretion-driven Stellar X-ray Sources*, Cambridge University Press. (1983).
 [45] Leung, K. C. (ed.), *Observations vs Physical Models for Close Binary Systems*, Gordon and Breach, N. Y., (1988).

(责任编辑 舒似竹)

A Brief Introduction to Galactic X-ray Binaries and Their Optical Counterparts

Zhou Tijian Qiao Guojun

(Department of Geophysics, Peking University)

Abstract

About 100 compact galactic X-ray sources have been identified optically. Most of them are binaries consisting of compact stars (white dwarfs, neutron stars or black holes). They can be divided into three main categories: (1) with a massive binary companion forming a High Mass X-ray Binary, or HMXB for simplicity, (2) with a low mass late type binary companion, or LMXB, (3) Cataclysmic variable. Here we give a brief introduction to them, putting less emphasis on the later.