

射电脉冲双星与毫秒脉冲星

曹 明

(中国科学院陕西天文台)

提 要

本文总结了近几年来在射电脉冲双星与毫秒脉冲星的研究上所取得的巨大进展,尤其对射电脉冲双星和毫秒脉冲星的形成与演化模型进行了细致的分析,并且把新的观测资料与各种模型进行了对比。

一、引 言

1967年 Hewish 和 Bell 发现了第一颗脉冲星^[1]之后, 1974年 Hulse 和 Taylor 用 Arecibo 天文台的 305 米射电望远镜观测到第一颗射电脉冲双星 PSR1913 + 16^[2], 1982年 Backer 又用同一架望远镜观测到第一颗毫秒脉冲星 PSR1937 + 21^[3]。从此, 不论是射电脉冲双星和毫秒脉冲星的观测还是理论方面, 都取得了巨大的进展。在目前已经观测到的 450 余颗脉冲星中, 已经有 11 颗被测定出是双星系统的成员, 其轨道周期从 32min 到 3.4yr。另一方面, 有 8 颗的脉冲周期在 1.5ms 到 10ms 之间, 而且周期增长率很低, 意味着此类脉冲星已经有 10^8 yr 量级的年龄, 并且这 8 颗毫秒脉冲星中有 6 颗是双星系统的成员。目前已经有很好的证据表明, 毫秒脉冲星与一般脉冲星有不同的演化途径。

表 1 列出了到 1989 年 7 月为止的射电脉冲双星与毫秒脉冲星的一些基本参量。

其中除 PSR1913 + 16 外, 伴星质量 M_c 都是根据测定的质量函数估计的。

从表中可以看出, 它们与一般的脉冲星有显著差别: 脉冲周期 P 很短, 磁场 B 很低。这一点从后面图 1 中也可以清楚地看出。

最初对 PSR1913 + 16 的研究^[23,24]认为: PSR1913 + 16 是一颗相当年老的中子星($\geq 10^7$ yr), 它的磁场 B 已经衰减到很低, 但是当它的伴星演化到巨星阶段时, 它又经历了吸积伴星物质而加速自转的过程, 因此当伴星结束了巨星阶段的演化后, 就可以观测到一颗双星系统中的“再生”(recycled)脉冲星。第二颗脉冲双星 PSR0655 + 64 的发现有力地支持了这种看法。研究表明^[25,26], PSR0655 + 64 也是一颗带有低磁场的快速自转的中子星。由此, 就有人^[6]认为存在一类与普通脉冲星完全不同的“再生”脉冲星。1.5ms 周期的脉冲星 PSR1937 + 21 发现后, “再生”脉冲星的观点得到进一步的加强, 认为毫秒脉冲星都是由双星系统中的老年中子星通过吸积加速后“再生”的^[27,28,29], 因而表现出极短的自转周期和较低的磁场, 并为了解释单星毫秒脉冲星的存在而提出了各种模型^[30-20]。本文将详细讨论这个问题。

表 1 射电脉冲双星与毫秒脉冲星的基本参量

PSR	P (ms)	Log \dot{P}	LogB (G)	P_{orb} (d)	e	Likely $M_c(M_{\odot})$	DM (pc/cm ³)	Ass	Ref
1913+16	59.0	-17.1	10.3	0.32	0.6171	1.4	168.8		4
0655+64	195.6	-18.2	10.0	1.03	<0.00002	0.7-1.3	8.74	opt	5
2303+46	1066.4	-15.4	11.8	12.34	0.6584	1.2-2.5	60.9		6
1957+20	1.6	<-19.5	<8.4	0.38	<0.001	0.02	29.13	opt	7
1820-11	279.83	-14.8	11.8	357.8	0.7946	0.5-1.4	428.4		8
0820+02	864.9	-16.0	11.0	1232.4	0.0119	0.2-0.4	23.6	opt	6
1953+29	6.1	-19.5	8.6	117.35	0.0003	0.2-0.4	104.6	2CG065+00	9, 10
1855+09	5.4	-19.7	8.5	12.33	0.00002	0.2-0.4	13	opt	11
1620-26	11.1	-18.1	9.5	195	<0.05	0.2-0.4	63	M4	12
1831-00	520.9	-17.0	10.9	1.81	<0.005	0.06-0.13	88.3		6
0021-72A	4.47	?	?	0.022	0.33	0.003-0.01	65	47Tuc	13
0021-72B	6.1	?	?	<95	?	?	65	47Tuc	13
1516+02B	7.9	?	?	?	?	?	29.5	M5	14
1534+12	37.9	?	?	0.42	0.27	f(m)=0.32	11.6		15
	11.563	?	?	0.075	Low	f(m)=0.1	240	Terzan 5	16
	23.1	?	?	2.62	0.22	f(m)=0.0097	187	NGC 6539	17
1908+00	3.6	?	?	?	?	?	200	NGC 6760	18
0021-72	5.76	?	?	?	?	?	25	47Tuc	19
1937+21	1.55	-19.0	8.6	/	/	/	71	4C21.2512	20
1821-24	3.05	-17.8	9.3	/	/	/	120	M28	21
1516+02A	5.5	?	?	/	/	/	29.5	M5	14
	10	?	?	/	/	/	30.5	M13	22
1257+12	6.218	?	?	/	/	/	10.1		15

表中补充了 1990 年 10 月前所发现的射电脉冲星和毫秒脉冲星。

最近, 在球状星团中发现了几颗毫秒脉冲星, 由于球状星团的环境比较复杂, 毫秒脉冲星形成的新看法也提了出来。如有人认为由双星中的白矮星直接坍缩形成毫秒脉冲星^[31]等, 这些看法目前尚在探讨之中。

二、脉冲星演化的初步理论

对脉冲星的观测与理论研究, 基本上认为一颗脉冲星的演化历程是这样的^[30, 32]:

一颗脉冲星在超新星爆发时诞生, 最初自转周期 P 较短, 磁场强度 B 约为 10^{12} — 10^{13} G。随着时间的推移, 由于自转能量转化为辐射能量辐射出去, 自转减慢, 同时磁场也衰减:

$$\frac{dE}{dt} = \frac{2}{3} \frac{R^6}{c^2} B^2 \Omega^4$$

其中 B 为磁场强度, Ω 为自转角速度, R 为中子星的半径。

另一方面, 能量损失率也可以从 P 的变化中得出, 故可以从上式推出:

$$B^2 = \frac{3}{8} \frac{I}{\pi^2} \cdot \frac{c^3}{R^6} \cdot (P \cdot \dot{P}) \quad (1)$$

其中 I 为中子星的转动惯量。

从观测资料的统计和理论模型，可以得出磁场 B 的衰减时标为： $9.1 \times 10^8 \text{yr}^{[33]}$ 。

经过约 10^8yr 的演化，磁场 B 衰减了许多，辐射能量减少，以致不能被探测到，即脉冲星终于进入“墓地”——越过了“死亡线”(deathline)。这一过程如下图 1 所示。

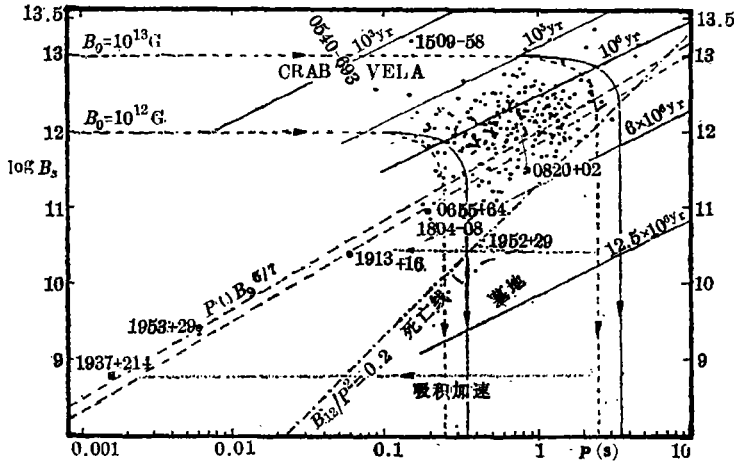


图 1 B_s — P 图。 B_s 的初始值不同，以及不同的衰减时标显示的演化途径不同

而对于一个双星系统中的脉冲星，当伴星是正常的非简并星时，脉冲辐射被伴星的星风和星冕弥散而探测不到。但当伴星演化到巨星阶段而膨胀，导致与主星中子星进行质量转移，这颗中子星在吸积加速的过程中，辐射出 X 射线，便表现出一颗 X 射线脉冲星。

观测事实表明：X 射线脉冲星可认为是双星系统，脉冲周期以 10^3 — 10^5yr 的时标衰减。这一点可以用一些 X 射线脉冲星中被观测到吸积盘来解释。

通过吸积加速，脉冲星可以从“墓地”回到“生存区”，图 1 中的两条水平虚线就表示这一过程。SMC-1 和 A0538-66 的周期分别是 0.71s 和 0.69s，目前还在减小，这就证明吸积加速确实可以使中子星的自转周期变得很短。

假设物质转移是连续的，一颗中子星通过吸积加速可以达到的最短“平衡周期”(equilibrium period)为^[27,34]：

$$P_{eq} = 2.4 (B_0)^{6/17} \cdot (M)^{-5/17} \cdot (\dot{M} / \dot{M}_{Edd})^{-3/17} \cdot (R_0)^{5/17} (\text{ms}) \quad (2)$$

此处 B_0 是 B 以 10^9G 为单位， M 以 M_\odot 为单位， \dot{M} 为中子星的吸积速率， \dot{M}_{Edd} 是爱丁顿极限吸积速率 $= 2 \times 10^{-8} M_\odot / \text{yr}$ ， R_0 是以 10^6cm 为中子星半径。

根据(2)式我们可以假定一颗标准脉冲星， $M = 1$ ， $R_0 = 1$ ，当 $\dot{M} = \dot{M}_{Edd}$ 时，中子星可以加速到的最短周期 $P_{min} = 2.4 (B_0)^{6/17} (\text{ms})$ 。图 1 中的倾斜平衡线就表示这个 P — B 关系(另一条平行线是假定 $\dot{M} = \frac{1}{2} \dot{M}_{Edd}$ 所得到的)。

中子星经过充分吸积加速，自转周期达到平衡周期，这个最短的周期主要由此时的磁场 B 决定。当伴星经过演化进入矮星阶段(即简并星阶段)，中子星开始以极短周期(甚至毫秒级)的脉冲星出现。此后， P 又开始稳定增长。当然，如果伴星离开巨星阶段时，中子星还没有加速到平衡周期，则它将停止加速，以此时的自转周期作为脉冲周期。从以上分析可知，

所有有吸积史的脉冲星都应出现在图 1 中由“死亡线”和平衡线围成的楔形区域内。这点也已由观测到的射电脉冲双星与毫秒脉冲星在图 1 中的位置所证实。

由于双星系统中伴星质量的不同，上述演化过程的结果还有不同的地方。我们可以把射电脉冲双星系统分为两类^[30]：

(1) 轨道周期 P_{orb} 较短，伴星质量较大，这类包含有：PSR1913 + 16, PSR1957 + 20, PSR0655 + 64, PSR2303 + 46, PSR1820 - 11。

(2) 轨道周期 P_{orb} 较长，伴星质量较小，轨道偏心率较小，这类包含有：PSR0822 + 02, PSR1855 + 09, PSR1953 + 29, PSR1620 - 26, PSR1831 - 00。

其他一些由于参数测定不准确，还无法归类。

理论上认为，上述两类射电脉冲双星是由不同质量的伴星在后期演化中作用的不同而产生出差别的，下文将分别讨论。

三、不同类型的射电脉冲双星的演化

1. 包含一颗大质量伴星和一颗中子星的双星系统的演化^[30, 35]

这种系统中伴星质量大过中子星几倍(通常大于 $3M_{\odot}$)，轨道半径较长，轨道周期也较长(约几星期)。当伴星演化到巨星阶段时，将形成很厚的对流外壳，剧烈的物质逃逸是不可避免的。经过 10^3yr ，与主星形成公共外壳。在公共外壳内，相互绕转的中子星和伴星的核由于巨大的摩擦力而越来越远，经过大约 10^3-10^5yr ，公共外壳消失，系统停止旋进(spiral-in)，留下一个较稳定的双星系统，轨道周期只有几小时到几天，图 2 显示原先包含一个中子星和一个 $5M_{\odot}$ 质量的恒星的双星系统的演化过程：

图 2 中，初始轨道周期 $P_{orb} > 80\text{d}$ ，当 $5M_{\odot}$ 的伴星点燃核中的氦时，外壳膨胀，物质充满了洛希瓣。氦燃烧过程中形成一个 $0.95M_{\odot}$ 的 C-O 核，外围包围着氦和氢，随着氦的继续燃烧，核的质量增加。假定当核的质量增至 $1.0M_{\odot}$ 时，中子星开始吸积伴星的物质，形成公共外壳。在旋进过程结束后，留下一个 $1.0M_{\odot}$ 的 C-O 白矮星和一个中子星，在较小且较圆的轨道上绕转。上述过程可能与 PSR0655 + 64 的演化过程很相似。

另外，当伴星质量大于 $8M_{\odot}$ 时，伴星由于核坍缩而导致超新星爆发。如果爆发没有造成系统破裂，其结果是留下两颗中子星，其双星轨道的偏心率很大。PSR1913 + 16 和 PSR2303 + 46 很可能有这样的经历^[35]。但值得注意的是它们的伴星中子星至今也未被观测到。一种解释是射束效应；另一种解释是新诞生的中子星磁场较强，寿命较短。如果第二颗中子星诞生在几百万年前，那么到现在它已经进入“墓地”而不能被观测到。而第一颗中子星由于是“再生”脉冲星，磁场很弱，寿命很长，所以至今仍能被观测到^[36]。

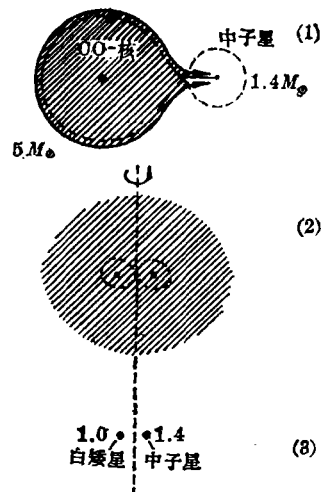


图 2 (1) $t=t_1$, $P_{orb}=100\text{d}$, 开始质量转移。
(2) $t=t_1+10^3\text{yr}$, $P_{orb}<100\text{d}$, 形成公共外壳，中子星与 CO 核相互旋近，外壳损失大量质量。
(3) $t=t_1+(10^4-10^5)\text{yr}$, $P_{orb}=1\text{h}-1\text{d}$

也有人认为这类脉冲星的演化前身是 Be 型 X 射线双星系统^[37]。

2. 包含一颗小质量伴星和一颗中子星的双星系统的演化^[38,39,30]

这种系统中的伴星质量一般小于 $1.2M_{\odot}$ ，轨道半径短，周期也较短。伴星演化到巨星阶段时，充满了洛希瓣，然后发生的质量转移将是稳定的。在 10^8-10^9yr 的质量转移过程中，双星系统可能被作为一个 X 射线源被观测到。在伴星中心形成一个简并氦核，随着质量转移，轨道半径逐渐变长，氦核质量也在增加。质量转移的持续时间主要由伴星的初始质量和轨道半径决定。质量转移的结果是留下一个简并的氦核作为伴星，即一颗氦白矮星，而双星轨道半径也较长^[38,39]。

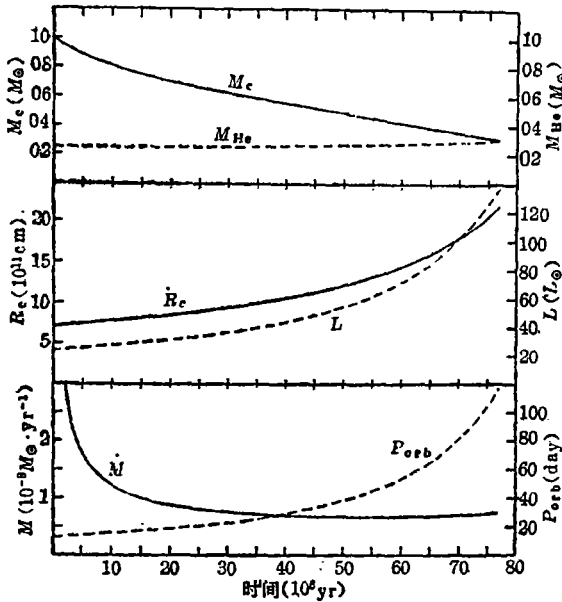


图 3 低质量伴星演化, $M_{\text{初}}=1.0M_{\odot}$, $X=0.70$, $Z=0.02$ 。上: 伴星总质量 M_c 与核质量 M_{He} ; 中: 伴星半径 R_c 与热辐射光度 L ; 下: 吸积率 \dot{M} 与 P_{orb} 。

提出: 这颗脉冲星可能是由一颗双星系统中的大质量白矮星(接近钱德拉塞卡极限), 吸积伴星物质, 越过钱德拉塞卡极限而坍缩形成的。还有人认为 PSR0820+02 也是由这种方式形成的^[28]。

“再生”脉冲星模型中的系统必定很老(至少 10^9yr), 这是由于系统中的伴星质量最初低于 $1.2M_{\odot}$, 但却走完了主序的演化, 进入巨星阶段导致质量转移。因此在这种系统中不期望有可探测到的磁场留下。但从表 1 中可以看出, PSR1953+29 和 PSR0820+02 至今还有 10^8 和 10^{11}G 的磁场。能够解释的方法看来只有认为它们是新近才形成的脉冲星, 由大质量白矮星在吸积伴星物质的过程中, 坍缩而形成中子星^[38]。目前也有人认为在中子星中存在第二类磁场^[41], 这种磁场的特点是不随时间衰减^[41]。

这种白矮星吸积导致坍缩而形成中子星的模型, 还能很好地解释 PSR1953+29 是一颗毫秒脉冲星, 而 PSR0820+02 却不是。在 PSR1953+29 前身的双星系统中, 质量转移持续 (8×10^7)yr, 这就使得在质量转移停止前, 坍缩可以发生好几次。磁场衰减到 10^8G , 由

图 3 就是由 Joss 和 Rappaport^[40] 1983 年计算的, 其初始条件是一个 $1.0M_{\odot}$ 的伴星和一个 $1.3M_{\odot}$ 的中子星, 在 $P_{\text{orb}}=12.5\text{d}$ 的系统。这个过程可能与 PSR1953+29, PSR1855+09, PSR0820+02 和 PSR1602-26 相似。

从图 3 可以看出, PSR1953+29 的初始轨道周期很可能是 12.5d, 它经过 $(3.5-7.7) \times 10^7\text{yr}$ 的质量转移。另据 Joss 和 Rappaport 计算^[40], PSR0820+02 的初始轨道周期可能是 1yr, 它的质量转移持续时间约为 $4 \times 10^8\text{yr}$ 。

3. 由吸积导致坍缩产生中子星的讨论^[30]

观测表明, PSR1953+29 的位置非常靠近银道面, 这说明它的空间速度很低。为了解释这一点, Helfand 等人在 1988 年^[28]

(2)可知加速到 5ms 的自转周期是可能的。作为 PSR0820 + 02 前身的双星系统质量转移只持续了 (4×10^6) yr, 远比 PSR1953 + 29 短, 磁场也未衰减多少, 而且加速到毫秒级也是不可能的^[30]。

PSR1855 + 09 和 PSR1620—26 的情形与 PSR1953 + 29 很相似, 而 PSR1831—00 的情形则与 PSR0820 + 02 很相似。

这种模型可以较好地解释这类脉冲星的空间速度低、公转轨道圆以及质量函数小等特性, 因此是较有希望的。

四、毫秒脉冲星的形成与演化

尽管毫秒脉冲星的周期很短,但它们显然已经不是年轻的脉冲星了。它们较弱的磁场表明它们已经经历了很长的演化过程。一颗正常的老年脉冲星的自转周期一般较长,而如此年老的毫秒脉冲星是如何使它们的自转周期变得如此短的呢? 一个重要的线索,就是目前已经观测到的毫秒脉冲星中,有一半左右是脉冲双星。我们知道, X 射线脉冲双星通过吸积物质可以加速脉冲周期,其结果是 X 射线脉冲双星系统中的中子星变成一颗快速自转的射电脉冲星。因此,可以设想,毫秒脉冲星是从双星系统演化而来。但是,为什么 PSR1937 + 21 和 PSR 1821—24 等为单星呢? 下面将针对这一问题进行讨论。

1. PSR1937 + 21 形成的双星模型

在双星模型中,认为脉冲星失去伴星的途径只有两条:(1)分离,由于伴星演化到超新星爆发而分离;(2)合并,由于角动量的损失(如引力波辐射引起等),使两子星互相旋近,最后合并在一起。

1983 年 Heuriches 和 van den Heuvel^[34,42]对分离的可能性计算后,认为可能性不大。

对合并的情形进行了分析后认为,有三种类型的星体可以作为伴星:(1)红矮星或红筒并星^[27,43,28],(2)中子星^[34],(3)大质量白矮星^[44]。

在这三种情形下,主星和伴星都有可能互相靠近对方而最终合并。尽管对(1)来说可能性较小,但当其质量转移可以被某种因素打断时,合并仍然是可能的^[45]。与一颗中子星或白矮星合并的结果,很可能是在一颗中子星的周围形成绕转的物质盘^[46],PSR1937 + 21 的极短的自转周期可以用两颗中子星的合并来解释。但这颗脉冲星离银道面非常近,难以与两颗超新星爆发产生巨大的空间速度一致起来。由于大质量白矮星很可能由质量为 6—8 M_{\odot} 的恒星演化而来,这样,由白矮星为伴星的双星系统就可能合并,并且保留在银道面附近。所以,按合并模型,单毫秒脉冲星最初也可能是白矮星双星或白矮星—中子星双星。

还有一个基本问题没能解决。如果脉冲星通过吸积加速到毫秒周期,即使以爱丁顿极限吸积率也要 10^7 yr,而最终能形成白矮星或中子星的伴星在巨星阶段停留的时间远小于这个时标。这就与假定 PSR1937 + 21 起源于一个中子星—白矮星系统相矛盾,因此它的伴星质量不可能很大。

当然,并不排除红矮星或红筒并星作为伴星的可能性。先把脉冲星加速到毫秒周期,再与中子星合并。研究表明,要求吸积过程被某种因素打断。

最近, 食脉冲星 PSR1957 + 20 的发现及对它的研究, 提供了一个形成 PSR1937 + 21 的新线索。

2. 由食脉冲星 PSR1957 + 20 的发现建立的形成单个毫秒脉冲星的新模型

Fruchter 等人最近宣布发现了第一颗食脉冲双星 PSR1957 + 20^[7]。这颗星的一般参量在表 1 中已经列出。其 \dot{P} 比 PSR1937 + 21 的 \dot{P} 略小一些, 轨道周期 9.2h, 偏心率很小。

但是, PSR1957 + 20 最令人感兴趣的特性在于: 它在每一公转周期中有近 40min 的掩食。据此可推知 $\sin i = 1$, 由质量函数可推知伴星的质量很接近下限 $0.022M_{\odot}$, 轨道半长轴约为 $2.4R_{\odot}$ 。因此, 从掩食持续时间可知, 掩食体的大小至少为 $1.5R_{\odot}$, 这一数量比任何合理的伴星尺度都大。从图 4 可以看到, 脉冲星进出食时 DM(色散量度)的变化:

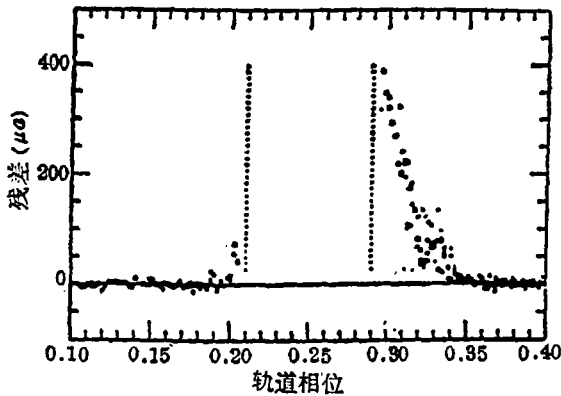


图 4 进出食状态, 脉冲信号到达时刻的变化(对应着 DM 的变化)

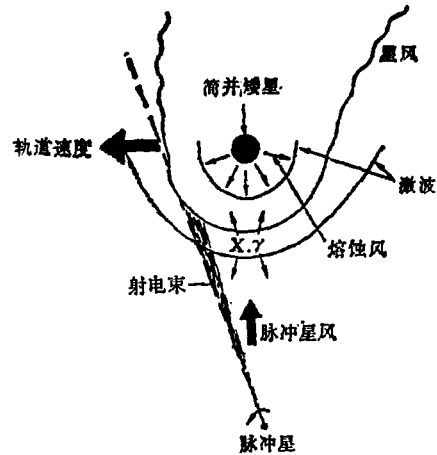


图 5 食双星脉冲星 PSR1957 + 20 的一种模型

由 DM 的变化, 可以得到掩食体性质的线索。图 4 中所示的变化, 对应于 DM 增加约 $0.017 \text{pc} \cdot \text{cm}^{-3}$, 在进入和退出食状态的两边很不对称, 尾部较大。

图 5 是一种模型^[47,48]。

食的产生不是由于伴星本身, 而是脉冲星星风驱动简并矮星物质形成的电离风。这样的假设能较好地解释观测事实。脉冲星星风冲击伴星时, 产生 X 射线和 γ 射线辐射, 这种辐射将加热伴星与脉冲星相邻的一面, 激发起熔蚀风(ablation wind), 这种风中含有高密度的热电子, 对射电辐射不透明。从理论模型可以预料, 在伴星热的一面可以看到光学辐射。这一点目前已被观测所证实^[49,50], 在双星运动的过程中, 在脉冲星的位置上已经观测到光学辐射, 正如理论模型所预言的, 当脉冲星信号发生食时, 光学亮度达到极小, 这时伴星被加热的一面正背着地球。

研究认为, 伴星物质在这种熔蚀下, 大约经过 $10^7 - 10^8 \text{yr}$, 就要被全部损失掉。如果真是这样, 最终留给我们的将是一颗脉冲单星, 它的性质将与 PSR1937 + 21 非常相似。

因此, 这种熔蚀伴星物质的模型是关于类似 PSR1937 + 21 这种毫秒脉冲单星形成的又一可行机制。

毫秒脉冲星形成与演化的理论发展得很快, 在指导观测上也相当成功。认为毫秒脉冲星的前身很可能是低质量 X 射线双星(LMXB), 而银河系中球状星团中 LMXB 的密度要比星族 I 中高出许多倍, 因此, 近两年在球状星团中寻找毫秒脉冲星成为很热门的课题, 并且取得了很大的成果。表 1 中列出了在球状星团中发现的毫秒脉冲星和射电脉冲双星。研究认为^[31,51,52]: 在球状星团这样特殊的环境里, 也可能存在其他产生单个毫秒脉冲星的机制, 但仍认为毫秒脉冲星是有吸积史的。

综上所述, 射电脉冲双星和毫秒脉冲星是紧密地联系在一起的, 对它们的深入研究, 不但促进我们对恒星演化晚期阶段的认识, 还促进了许多物理领域诸如引力波理论的发展。

致谢: 本文工作的完成受到了南京大学天文系李宗云老师的指导和鼓励, 作者在此表示衷心的感谢。

参 考 文 献

- [1] Hewish, A., Bell, S. J., Pilkington, J. D. H., Scott, P. F. and Collins, R. A., *Nature*, 217 (1968), 709.
- [2] Hulse, R. A. and Taylor, J. H., *Ap. J.*, 195 (1975), L51.
- [3] Backer, D. C., Kulkarni, S. R., Heiles, L., Davis, M. M. and Goss, W. M., *Nature*, 300 (1982), 615.
- [4] Taylor, J. H. and Weisberg, J. M., *Ap. J.*, 253 (1982), 908.
- [5] Damashek, M. et al., *Ap. J.*, 253 (1982), L57.
- [6] Taylor, J. H. and Dewey, R. J., *Ap. J.*, 332 (1988), 770.
- [7] Fruchter, A. S., Stinebring, D. R. and Taylor, J. H., *Nature*, 333 (1988), 237.
- [8] Lyne, L. G. and McKenna, J., *Nature*, 340 (1989), 367.
- [9] 李林森, 天文学进展, 4 (1986), 343.
- [10] Rawley, L. A. et al., *Nature*, 319 (1986), 383.
- [11] Rawley, L. A., Taylor, J. H. and Davis, M. M., *Ap. J.*, 326 (1988), 947.
- [12] Lyne, A. G., Biggs, J. D., Brinklow, A., Ashworth, M. and McKenna, J., *Nature*, 332 (1988), 45.
- [13] Ables, J. G. et al., *IAU Circ.* No. 4602, (1988).
- [14] Wolszczan, A., Anderson, S. and Prince, T., *IAU Circ.* No. 4880, (1989).
- [15] Wolszczan, A., *IAU Circ.* No. 5073, (1990).
- [16] Lyne, L. G. et al., *IAU Circ.* No. 4974, (1990).
- [17] D'Amico, N. et al., *IAU Circ.* No. 5013, (1990).
- [18] Anderson, S. et al., *IAU Circ.* No. 5013, (1990).
- [19] Manchester, R. N. et al., *IAU Circ.*, No. 4892, (1989).
- [20] Manchester, R. N., Millisecond and Binary Pulsars, (1988), (in press).
- [21] Lyne, A. G., Brinklow, A., Middleditch, J., Kulkarni, S. R., Backer, D. C. and Clifton, T. R., *Nature*, 328 (1987), 399.
- [22] Anderson, S., Kulkarni, Prince, T. and Wolszczan, A., *IAU Circ.* No. 4819, (1989).
- [23] Smarr, L. L. and Blandford, R. D., *Ap. J.*, 207 (1976), 574.
- [24] Srinivisan, G. and van den Heuvel, E. P. J., *Astron. Astrophys.*, 108 (1982), 143.
- [25] Damashek, M., Backus, P. R., Taylor, J. H. and Burkhardt, R., *Ap. J.*, 253 (1982), L57.
- [26] Blandford, R. D. and De Campli, W. M., in *IAU Symp.* No. 95, p. 371, (1981).
- [27] Alpar, M. A., Cheng, A. F., Ruderman, M. A. and Shaham, J., *Nature*, 300 (1982), 728.
- [28] Helfand, D. J., Ruderman, M. A. and Shaham, J., *Nature*, 304 (1983), 423.
- [29] Ruderman, M. A. and Shaham, J., *Nature*, 304 (1983), 425.

- [30] van den Heuvel, E. P. J., in *Millisecond Pulsars*, ed. by S. P. Reynolds and D. R. Stinebring, p. 86. (1984).
- [31] Grindlay, J. E. and Bailyn, C. D., *Nature*, 336 (1988), 48.
- [32] 施密斯, F. G., 脉冲星, 李启斌译, 科学出版社, (1982).
- [33] Lyne, A. G., Manchester, R. N. and Taylor, J. H., *M. N. R. A. S.*, 213 (1985), 613.
- [34] Henrichs, H. F. and van den Heuvel, E. P. J., *Nature*, 303 (1983), 213.
- [35] Taylor, J. H. and Stinebring, D. R., *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 24 (1986), 285.
- [36] van den Heuvel, E. P. J. and Taam, R. E., *Nature*, 309 (1984), 235.
- [37] Rappaport, S. A. and van den Heuvel, E. P. J., in *IAU Symp. No. 98*, p. 327, (1981).
- [38] Webbink, R. F., Rappaport, S. A. and Savonije, G. J., *Ap. J.*, 270 (1983), 687.
- [39] Taam, R. E., *Ap. J.*, 270 (1983), 694.
- [40] Joss, P. C. and Rappaport, S. A., *Nature*, 304 (1983), 419.
- [41] 陆 垓, 天文学进展, 6 (1988), 265.
- [42] Arons, J., *Nature*, 302 (1983), 301.
- [43] Fabian, A. C., Pringle, J., Verbunt, F. and Wade, A., *Nature*, 301 (1983), 222.
- [44] van den Heuvel, E. P. J. and Bonsema, P., *Astron. Astrophys.*, 139 (1984), L16.
- [45] Jeffrey, L. C., *Nature*, 319 (1986), 384.
- [46] van den Heuvel, E. P. J., *J. Astrophys. Astron.*, 5 (1984), 209.
- [47] Phinney, E. S., Evans, C. R., Blandford, R. D. and Kulkarni, S. R., *Nature*, 333 (1988), 832.
- [48] Kluzniak, W., Ruderman, M., Shaham, J. and Tavani, M., *Nature*, 334 (1988), 225.
- [49] van Paradijs, J., Allington-Smith, J., Callanan, P., Charles, P. A., Hassall, B. J. M., Machin, G., Mason, K. O., Naylor, T. and Smale, A. P., *Nature*, 334 (1988), 684.
- [50] Fruchter, A. S., Gunn, J. E., Lauer, T. R. and Dressler, A., *Nature*, 334 (1988), 686.
- [51] Verbunt, F., van den Heuvel, E. P. J., van Paradijs, J. and Rappaport, S. A., *Nature*, 329 (1987), 312.
- [52] Romani, R. W., Kulkarni, S. R. and Blandford, R. D., *Nature*, 329 (1987), 309.

(责任编辑 刘金铭)

Radio Binary PSRs and Millisecond PSRs

Cao Ming

(Shaanxi Astronomical Observatory, Academia Sinica)

Abstract

The great progress has been summarized on both observational and theoretical fronts of radio binary PSRs and millisecond PSRs, especially on the models for their formation and evolution.