

Be/X 射线双星的理论模型

刘 庆 忠 杭 恒 荣

(中国科学院紫金山天文台 南京 210008)

摘 要

为解释 Be/X 射线双星多波段联合观测结果, 已发展了许多理论模型。在本文中简述这些 Be/X 射线双星理论模型的研究现状, 包括从两个正常的 B 型星组成的密近双星演化为 Be/X 射线双星的演化模型, 描述 Be 星气壳的物理模型, Be 星和中子星的性质所决定的中子星吸积方式和吸积量及 Be/X 射线双星 X 射线源光变曲线的理论解释。

关键词 双星: 分光 — 吸积, 吸积盘 — X 射线: 恒星

1 引 言

不同的 Be/X 射线双星常有不同的 X 射线辐射特征^[1-5], 就是同一个 Be/X 射线双星在不同的时刻也会有不同的 X 射线辐射特征^[6-7], 这是因为不同的 Be/X 射线双星具有不同的物理性质, 如轨道的偏心率、倾角、Be 星的气壳形状和性质^[8-11] 及中子星的磁场和旋转周期等^[12]。Be/X 射线双星较大的 X 射线光度 (10^{33} — 10^{39} erg · s⁻¹)^[1] 和 X 射线辐射的周期性变化, 意味着辐射是由于中子星吸积了 Be 星气壳的物质而造成的。

根据 Be/X 射线双星中的 X 射线辐射特征, 可以将 Be/X 射线双星的 X 射线暂现活动分成两种类型^[13]:

(I) 光度变化 $L_x(\max)/L_x(\min) \geq 100$ 的周期性再发型 (如 A0535+26, V0332+53 等)。这些双星通常具有较大的偏心率, 爆发周期通常和轨道周期相同。

(II) 不规则的暂现活动型 (如 V0332+53 等)。光度增加 100—1000 倍, 持续时间很长, 可达几十天, 通常比轨道周期要长, 且观测不到轨道调制。

同一 Be/X 射线双星在不同时期观测到的 X 射线辐射可能属于不同的类型, 如 V0332+53 在 1983 年 11 月至 1984 年 1 月间的 3 次 I 型爆发^[6], 而在 1973 年间却是 II 型爆发, 爆发时间达 100 余天^[7], 比 34 天的轨道周期要长得多。

2 Be/X 射线双星的起源

Rappaport 和 Van den Heuvel^[14] 以及 de Loore 等人^[15] 早期提出的演化模型认为: Be/X 射线双星是由两个具有中等质量 (约 $10-15M_{\odot}$ 量级) 的 B 型星组成的密近双星演化而来的。Habets^[16-17] 的计算较为详细地描述了这个过程, 图 1 是计算结果示意图: 从一个质量为 $(13M_{\odot}(B1) + 6.5M_{\odot}(B2))$ 的双星开始, 初始轨道周期为 2.58d, 质量大的 B1 星演化较快, 先充满临界洛希瓣, B2 星通过内拉格朗日点开始吸积由 B1 星溢出的物质, 由于质量和动量守恒, 使 B2 星的质量和角动量增加, 导致 B2 星的快速旋转, 快速旋转的 B2 星有可能成为 Be 星。损失质量的 B1 星约经 10^7 yr 演化成氦星, 进一步演化又再次充满临界洛希瓣, 将质量转移给 B2 星, 最后 B1 星作为对称超新星爆发的遗迹, 成为中子星, 形成我们观测到的 Be/X 射线双星, 其轨道偏心率在 0 到 0.3 之间。

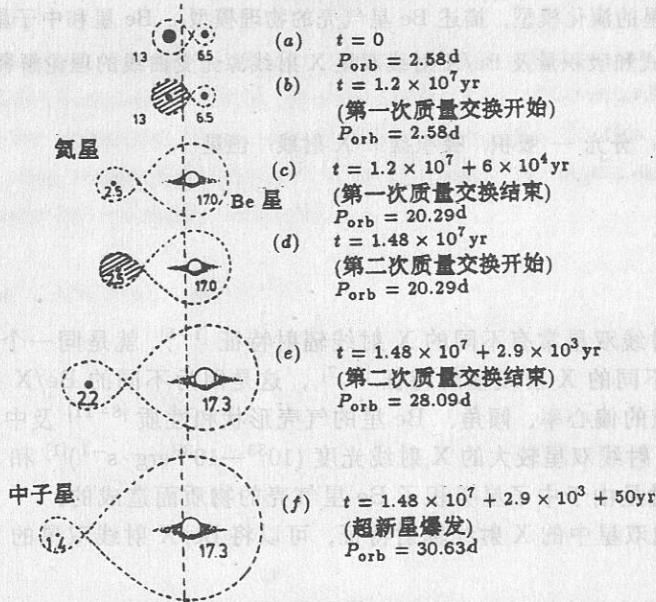


图 1 Be/X 射线双星的演化模型^[17]

还有许多作者从不同的初始质量出发, 考虑不同的演化过程来计算 Be/X 射线双星的演化^[18-20]。在守恒的质量和动量转移条件下, 当大质量子星损失足够多的质量后, 双星质量比反转, 轨道半径会大幅度增大 (在初始质量较大的星坍缩以前), 这些双星的轨道周期可增加至几星期, 正好与观测到的相接近。为了解释观测到的 Be/X 射线双星所具有的较大偏心率, Habets 提出了非质量守恒演化模型, 初始时质量很大的双星和最后阶段的非对称超新星爆发, 可导致轨道偏心率有较大提高^[21,22]。

Waters 等人^[23] 和 Pols 等人^[24] 也提出了形成 Be/X 射线双星的密近双星演化模型, 并得到了 Be 双星中包括中子星、白矮星和氦星子星的相对频率。估计在 1kpc 距离内的 Be/X 射线双星的数目为 129^[24], 这与观测到的 Be/X 射线双星数目的数量级相符。

3 星风模型和星风吸积

由于 Be/X 射线双星的轨道周期都比较长, 一般来说 Be 星位于临界洛希瓣里面(除 A0583-66 由于其轨道偏心率尚不能肯定, Be 星在近星点附近时可能充满临界洛希瓣外^[25]), 因此在考虑中子星吸积时, 通常不考虑洛希瓣溢出的吸积。一般认为 Be 星的气壳是限制在赤道平面上的高密、低速的星风^[26]或是膨胀的气体环^[27], 这两个假设在考虑中子星吸积时是一致的, 并假设中子星的存在不影响 Be 星星风的结构和质量损失率, 因此中子星吸积的是盘状星风。

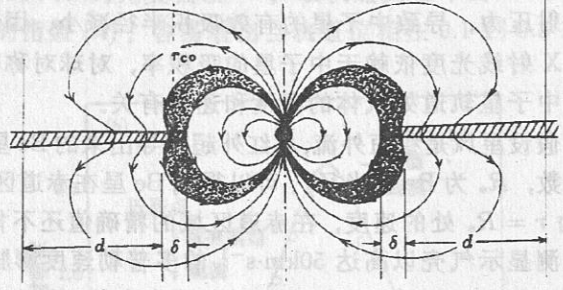


图 2 中子星周围的磁位形结构和吸积盘^[28]

图 2 是中子星及周围的磁位形结构和可能存在的吸积盘^[28]。对中子星吸积来说, 以下三个特征半径将决定中子星的吸积方式和质量吸积率(\dot{M}_x):

(1) 吸积半径 r_{ac} ; 由下式给出^[29]: $r_{ac} = \frac{4GM_x}{V_{rel}^2 + C_s^2}$, 其中 M_x 、 C_s 和 V_{rel} 分别为中子星的质量、声速和相对速度, 很明显 V_{rel} 对吸积半径影响很大。

(2) 磁球半径 r_m ; 当中子星磁球的磁压力等于被吸积等离子体的冲压 (ram pressure) 时: $B^2(r_m)/8\pi = \rho(r_m)V^2(r_m)$, 对球对称星风吸积, 在赤道的磁球半径约为^[12,30,31]:

$$r_m^0 = \left(\frac{1}{2}V_{in}/V_{ff}\right)^{2/7} \mu^{4/7} (2GM_x)^{-1/7} \dot{M}_x^{-2/7}$$

其中 $V_{in} (\approx 0.1V_{ff})$ 、 $V_{ff} = (2GM_x/r)^{1/2}$ 和 μ 分别为物质的流入速度、自由落体速度和磁偶极矩; 对吸积盘情形 $r_m \approx 0.2r_m^0$ ^[32]。

(3) 共转半径 r_{co} ; 当中子星的共转速度等于开普勒速度时, $r_{co} = (GM_x P_s^2 / 4\pi^2)^{1/3}$, P_s 为中子星的旋转周期。

Stella 等人根据以上三个特征半径将中子星的吸积方式分成四种情形^[13]:

(1) $r_{ac} > r_m$ 和 $r_{co} > r_m$, 直接星风吸积。在吸积半径内俘获的星风物质, 可能通过不稳定性进入磁球 (因为物质很难直接穿过磁力线运动)。

(2) $r_{co} < r_m < r_{ac}$, 由于 $r_{ac} < r_m$, 在吸积半径内的星风物质被吸积到磁球附近, 但由于 $r_m > r_{co}$, 在离心力的作用下, 堆积在磁球附近的星风物质还没来得及通过不稳定性进入中子星磁球就被向外甩出, 中子星吸积的物质到达磁球半径处后将不可能进入磁球, 即离心力禁止中子星吸积星风物质, 也就是所谓的吸积的离心禁止 (centrifugal inhibition of accretion)。

假定 $r_m = r_{co}$, 可以得到最小光度:

$$L_{x,c}(\min) \approx 2 \times 10^{37} (R_x/10^6)^{-1} (M_x/1.4M_\odot)^{-2/3} (\mu/10^{30})^2 (P_s)^{-7/3} \text{erg} \cdot \text{s}^{-1}$$

小于这个值时, 将观测不到 X 射线光度; 在通过吸积盘吸积情形下, 上式给出的最小光度将减少一半^[33]。

(3) $r_m > r_{ac}$, 星风将绕着中子星的磁球流动, 很少有物质穿过磁球被中子星俘获。

(4) 对旋转非常快的脉冲星 ($P_s \ll 1s$), 如 A0538-66 和 PSR1259-63, 由于射电脉冲星很大的辐射压力, 导致中子星的有效吸积半径减小, 因此射电脉冲星吸积恒星风更加困难^[34]。

X 射线光度依赖于中子星的吸积率, 对球对称吸积, $\dot{M}_x = 4\pi r^2 \rho(r) V_{in}$, 因此 X 射线光度与中子星轨道处气体的密度和速度有关。

假设星风是稳恒外流, 从红外超推导出来的 Be 星赤道区域的密度分布 $\rho(r) = \rho(r/R_*)^{-n}$ ^[26] (n 为指数, R_* 为 Be 星半径), 可以得到 Be 星在赤道区域的速度分布为: $V(r) = V_0(r/R_*)^{n-2}$, V_0 为 $r = R_*$ 处的速度, 在赤道区域的精确值还不肯定, 但可能在 $2-20\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ 之间^[35]。光谱观测显示气壳以高达 $50\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ 的多普勒速度膨胀^[36], 气体密度随着环的膨胀而下降。

吸积半径与星风相对中子星的速度有关, 星风速度包括辐射驱动的径向分量 V_{wind} 和由于 Be 星很大的旋转速度导致的旋转分量 $V_{w,rot}$, 相对速度为 $V_{rel}^2 = (V_{wind} - V_r)^2 + (V_{w,rot} - V_\phi)^2$, V_r 和 V_ϕ 分别为中子星轨道速度的径向分量和角向分量。Waters 等人考虑了几种特殊情形下对 X 射线光度的大小和极大值时刻的影响^[37]。

4 Be/X 射线双星的 X 射线辐射机制

早期认为 Be 星中观测到的光度比较低的 X 射线是由于星冕辐射产生的 (如 γCas)^[38], 但需要星冕的温度比观测的高得多, 因而未被众多的天体物理学家所接受。从上节我们知道, 中子星的星风吸积是目前较为流行的对观测到的 X 射线光度的解释, 吸积率的大小直接决定了 X 射线的光度, 而吸积率的大小强烈地依赖中子星吸积时星风的密度和相对速度。

I 型活动明显与中子星的轨道运动有关, Be/X 射线双星的偏心轨道正好用来解释周期性再发现象^[13,37,39-41], 当中子星在近星点时密度最大, 速度最小, 这时吸积率最大, 耀发的峰值产生在相同的位相支持这种解释 (如 A0535+26, A0538-66 和 V0335+53), 再发周期和用脉冲周期的多普勒位移测得的轨道周期相同, 也进一步支持这种解释。

II 型活动中光度大幅度的增强和减弱以及观测不到轨道周期的调制, 可能是由于 Be 星中气壳或星风的偶尔发射, 如在光谱发射线观测到的那样。当气壳抵达中子星时, 吸积增加, 辐射出 X 射线, 观测到的 X 射线强度反映了中子星附近的气体密度。

许多作者试图拟合 Be/X 射线双星的 X 射线光变曲线^[27,40,41,42], Okuda 和 Sakashita^[40] 比较成功地再现了 Be/X 射线双星 A0535+26 在 1975 年 I 型爆发的光变曲线, 他们所用的轨道离心率为 0.9, 风速为 $150\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ 。

Apparao^[27] 假设围绕 Be 星的气壳是在 Be 星赤道平面上的膨胀气体环, 并用这个模型解释 X 射线源 A0538-66 以耀发形式爆发的 X 射线辐射^[43]。为了解释只有 1-2d 的爆发延续时间, 比 16.6d 的轨道周期短得多, 他认为中子星的轨道和 Be 星赤道不在一个平面内, 当中子星通过盘状环时才发射 X 射线。图 3 是观测值和理论模型比较, 曲线拟合得非常成功, 但在一个轨道周期内只有一次爆发意味着气壳必须有特殊的几何位形。Waters 等人认为轨道周期小于 30d 的双星, 其轨道和赤道平面不应偏差很大^[37], Clayton 等人的偏振观测结果也支持 Waters 等人的结论^[44], 而 ROSAT 卫星最近观测到长达约 10d 的 X 射线爆发时间^[45] 也支持轨道平面和赤道平面间并无较大的倾斜角的看法, 用吸积的离心禁止^[13] 正好也能解释较短的爆发延续时间。

Waters 等人^[37] 用上节给出的密度和速度变化, 讨论了星风速度和轨道速度对 X 射线辐

射的影响,并用此模型解释 X 射线源 V0332+53 的光变曲线^[6],取轨道离心率为 0.31,结果在图 4 中给出。不同的曲线对应于不同的指数 (n),容易看出当轨道位相在 0.1 到 0.3 之间

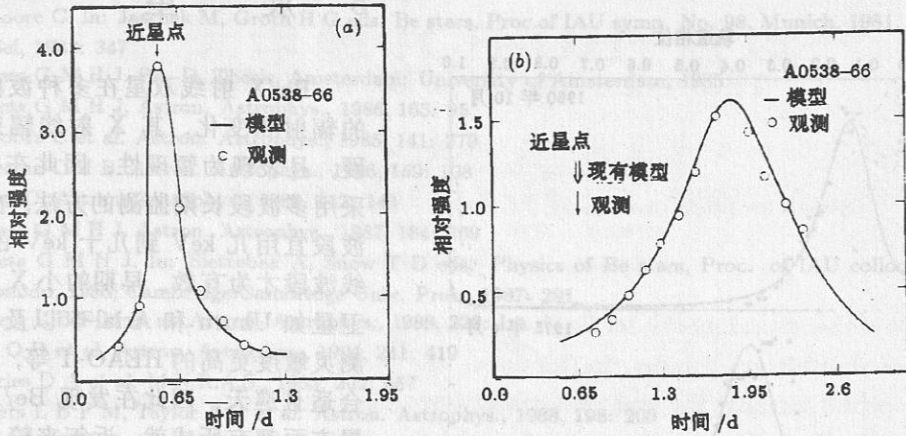


图 3 A0538-66 两次爆发的光变曲线拟合^[27]

时, n 为 2.25 的曲线和观测符合得很好,但位相超过 0.3 后,任何曲线都不能拟合观测值。他们认为这意味着距离 r 大于 $14.1R_*$ 后,星风特性发生了变化,位相大于 0.5 后光度的急速下降同样是由于吸积的离心禁止造成的。

Motch 等人^[41]根据对 A0535+26 多波段联合观测的结果,分析了 1975 年 3 月到 1987 年 2 月间所有的特大爆发、正常爆发和遗失的爆发(即应该存在但没有观测到的爆发),使用 Janot-Pacheco 等人^[46]得到的恒星和轨道参数,用类似 Waters 等人^[37]的星风模型,拟合 X 射线光变曲线。对两次特大爆发(1975 年 3 月 1 日^[47]和 1980 年 10 月 5 日^[48]),他们所用中子星靠近近星点时速度在 $20-80\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ 之间,而对正常爆发膨胀速度约为 $200\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$,图 5 是两次特大爆发的拟合光变曲线,

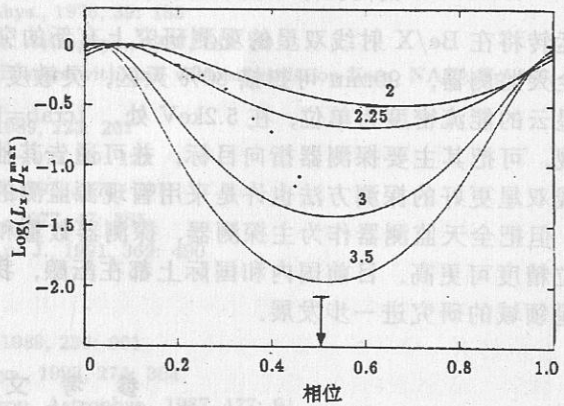


图 4 V0332+53 1983/1984 年 X 射线爆发的光变曲线拟合^[37]

除 1975 年特大爆发的上升阶段外,曲线拟合得相当成功。

另外,有些 Be/X 射线双星是持久性 X 射线源,在整个轨道周期都能观测到 X 射线辐射,如 A1118-615 和 X Per 等,说明吸积的离心禁止不起作用^[49],这正好与它们的长脉冲周期一致(分别为 405s 和 835s)。但射电脉冲星 PSR1259-63^[50]在远星点附近仍能观测到 X 射线^[51],由于它很大的偏心率 ($e=0.87$) 和很长的轨道周期 ($P_{\text{orb}} = 1237\text{d}$)^[52,53],在远星点时距 Be 星很远,且它的快速自旋,即满足 $P_s = 0.048\text{s} \ll 1\text{s}$,射电脉冲星很大的辐射压力将更使吸积减少^[13],因此很难解释这一现象。King 和 Cominsky^[54]认为只要在 Be 星赤道上的星风速度比 Waters 等人^[26]观测得到的值小得多,当风速在远星点附近大小几乎等于声速

时, 仍能用中子星的星风物质吸积来解释。

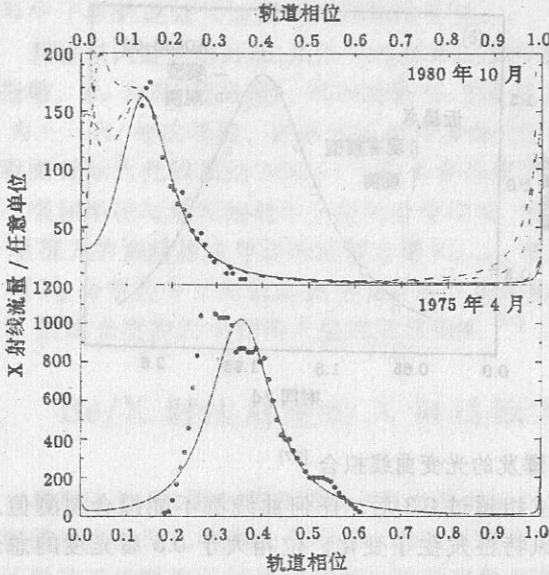


图5 A0535+26 的两次特大爆发的光变曲线拟合^[41]

的运转将在 Be/X 射线双星的观测研究上有新的突破, 不仅其探测波段合适, 且此卫星还配置全天监测器, 90min 可扫描 80% 天区, 灵敏度 90min 为 30mcrab (crab, 能密单位, 以蟹状星云的能流密度为单位, 在 5.2keV 处, 1crab=1.06mJy), 位置精度 $3' \times 30'$, 一旦有新的发现, 可把其主要探测器指向目标, 并可通告其他卫星和地面进行多波段观测。研究 Be/X 射线双星更好的探测方法也许是采用暂现源监测的专用天文卫星, 这种卫星重量体积小卫星, 但把全天监测器作为主探测器, 探测器数量和面积可根据需要增大, 从而探测灵敏度、定位精度可更高。目前国内和国际上都在酝酿, 我们期望它能早日实现, 以推动 Be/X 射线双星领域的研究进一步发展。

5 展 望

Be/X 射线双星在多种波段有较强的辐射和变化, 其 X 射线辐射能谱偏硬, 且表现为暂现性, 因此在探测上宜采用多波段长期监测的方法, 在 X 射线波段宜用几 keV 到几十 keV 的硬 X 射线波段才为有效。早期的小 X 射线天文卫星如 Uhuru 和 Ariel-5 以及后来的探测灵敏度更高的 HEAO-1 等, 由于波段合适且巡天, 因此在发现 Be/X 射线双星方面都有所成就。近年来较多的 X 射线卫星鉴于 Einstein 卫星的成就, 采用了掠射 X 射线望远镜技术, 无疑有许多优点, 但对于 Be/X 射线双星的发现, 其探测波段偏软, 因此这几年在此领域的新发现较少。X 射线时变探测卫星 XTE

参 考 文 献

- [1] Apparao K M V. Space Sci. Rev., 1994, 69: 255
- [2] Greiner J, Tavani M, Belloni T. Ap. J., 1995, 441: L43
- [3] Parmar A N, White N E, Stella L et al. Ap. J., 1989, 338: 359
- [4] Goldni P, Mereghetti S. Astron. Astrophys., 1995, 299: 751
- [5] Marshall N, Ricketts M. M.N.R.A.S., 1980, 193: 7
- [6] Stella L, White N E, Davelear J et al. Ap. J., 1985, 288: L45
- [7] Terrell J, Priedhorsky W C. Ap. J., 1984, 285: L15
- [8] Norton A J et al. M.N.R.A.S., 1995, 271: 981
- [9] Fabregat J et al. Astron. Astrophys., 1992, 259: 522
- [10] Coe M J, Roche P, Everall C et al. Astron. Astrophys., 1994, 289: 784
- [11] 杭恒荣, 夏剑萍. 天文学报, 1995, 35: 438
- [12] Nagase F. Publ. Astron. Soc. Jpn., 1989, 41: 1

- [13] Stella L, White N E, Rosner R. *Ap. J.*, 1986, 308: 669
- [14] Rappaport S A, van den Heuvel E P T. In: Jaschek M, Groth H G eds. *Be stars, Proc. of IAU symp. No. 98, Munich, 1981, Dordrecht: Reidel, 1982: 327*
- [15] de Loore C. In: Jaschek M, Groth H G eds. *Be stars, Proc. of IAU symp. No. 98, Munich, 1981, Dordrecht: Reidel, 1982: 347*
- [16] Habets G M H J. Ph. D. Thesis, Amsterdam: University of Amsterdam, 1985
- [17] Habets G M H J. *Astron. Astrophys.*, 1986, 165: 95
- [18] de Loore C *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1985, 141: 279
- [19] Sybesma C H B. *Astron. Astrophys.*, 1986, 159: 108
- [20] Doom C. *Astron. Astrophys.*, 1985, 142: 143
- [21] Habets G M H J. *Astron. Astrophys.*, 1987, 184: 209
- [22] Habets G M H J. In: Slettebak A, Snow T D eds. *Physics of Be stars, Proc. of IAU colloq. No. 92, Coronado, 1986, Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1987: 291*
- [23] Waters L B F M *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1989, 220: L1
- [24] Pols O R *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1991, 241: 419
- [25] Charles D A *et al.* *M.N.R.A.S.*, 1983, 202: 657
- [26] Waters L B F M, Taylor A R *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1988, 198: 200
- [27] Apparao K M V, *Ap. J.*, 1985, 292: 257
- [28] Ghosh P, Lamb F K. *Ap. J.*, 1979, 234: 296
- [29] Bondi H, Doyle F. M. *N.R.A.S.*, 1944, 104: 273
- [30] Davidson K, Ostriker J P. *Ap. J.*, 1973, 179: 585
- [31] Lamb F K, Pethick C J, Pines D. *Ap. J.*, 1973, 184: 271
- [32] Hayakawa S. *Phys. Rep.*, 1985, 121: 317
- [33] Wassermann I, Shapiro S L. *Ap. J.*, 1983, 265: 1063
- [34] Illarionov A F, sunyaev R A. *Astron. Astrophys.*, 1975, 39: 185
- [35] Lamers H J G L M, Waters L B F M. *Astron. Astrophys.*, 1987, 182: 80
- [36] Doazan V. In: Underhill A, Doazan V eds. *B stars with and without emission lines, NASA Sp-456, 1982. 279*
- [37] Waters L B F M *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1989, 223: 207
- [38] Marlborough J M. *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 1977, 89: 122
- [39] Avni Y, Fabian A C, Pringle J E. *M.N.R.A.S.*, 1976, 175: 297
- [40] Okuda T, Sakashita S, *Astrophys. Space Sci.*, 1977, 47: 385
- [41] Motch C, Stella L, Janot-Pacheco E, *et al.* *Ap. J.*, 1991, 369: 490
- [42] Haberl F. *Ap. J.*, 1991, 376: 245
- [43] Skinner G K *et al.* *Ap. J.*, 1980, 240: 619
- [44] Clayton G C, Brown J C *et al.* *M.N.R.A.S.*, 1989, 236: 901
- [45] Mavromatakis F, Haberl F. *Astron. Astrophys.*, 1993, 274: 304
- [46] Janot-Pacheco E, Motch C, Mouchet M. *Astron. Astrophys.*, 1987, 177: 91
- [47] Rosenberg F D, Eyles C J, Skinner F K *et al.* *Nature*, 1975, 256: 628
- [48] Nagase F *et al.* *Ap. J.* 1982, 263: 814
- [49] Motch C *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1988, 201: 63
- [50] Johnston S, Lyne A G, Manchest R N *et al.* *M.N.R.A.S.*, 1992, 255: 401
- [51] Cominsky L, Roberts M, Johnston S. *Ap. J.*, 1994, 426: 978
- [52] Johnston S, Manchest R N, Lyne A G *et al.* *Ap. J.*, 1992, 387: L37
- [53] Johnston S, Manchest R N, Lyne A G *et al.* *M.N.R.A.S.*, 1994, 268: 430

[54] King A, Cominsky L. *Ap. J.*, 1994, 435: 411

(责任编辑 刘金铭 郭盛炽)

Theoretical Models of Be/X-ray Binaries

Liu Qingzhong Hang Hengrong

((Purple Mountain Observatory, The Chinese Academy of Science, Nanjing 210008))

Abstract

A lot of theoretical models for Be/X-ray binaries have been developed in order to explain the observational results on binaries. In this paper, the theoretical models for Be/X-ray binaries are reviewed, which includes: the evolution model from a close binary contained two normal B-type stars to a Be/X-ray binary, the physical model describing the shell of Be stars, the accreting mode and rate determined by the characteristics of Be and neutron stars, and the theoretical explanation for the light curve of X-ray burst.

Key words: binaries: spectroscopic—accretion, accretion disks—X-rays: stars