

激变变星

Hans Ritter*

(联邦德国马克斯普朗克物理和天体物理研究所)

一、引言

激变变星(Cataclysmic Variables)这一奇怪的名字出现于约40年前,当时C. Payne-Gaposchkin和S. Gaposchkin把具有周期性且非毁灭性爆发的变星称为激变变星(简称CVs),并分类为:

- | | |
|----------|-----------------|
| 新星, 爆后新星 | novae, exnovae |
| 再发新星 | recurrent novae |
| 矮新星 | dwarf novae |
| 共生新星 | symbiotic novae |

其中矮新星、共生新星占大多数,并只在银河系内观测到,而新星不仅在银河系,在河外如麦哲伦云中也被观测到。最近在银河系外已观测到再发新星。**

现在, CVs 限指下述三类爆发性变星:

- 新星, 爆后新星
- 矮新星
 - 双子U型星
 - 鹿豹Z型星
 - 大熊SU型星
 - 大熊UX型星
- 类新星
 - 中介偏振星(武仙DQ型星)
 - 高偏振星(武仙AM型星)

其中矮新星按光变曲线的差异分为三个子类,类新星按磁场的强弱分为三个子类。另外,经典新星和老新星是新星的别名。

1855年人们就已发现双子U是变星,但过了近一个世纪才由Walker和Joy首次给出CVs基本结构的观测结果。Walker^[1]观测结果表明,1934年武仙新星是密近双星,轨道周期为 4^h39^m 。Joy^[2,3]观测结果表明天鹅SS是矮新星,宝瓶AE是武仙DQ型星,两者都是

1990年2月11日收到。

* 此文是H. Ritter博士1990年10月31日应邀在北京天文台合作激变变星方面的评述演讲,由北京天文台张忠勇根据录音整理,为方便读者,整理者补充了参考文献部分。

** 编者注: M. N. R. A. S., 245 (1990), 28.

Ap. J., 370 (1991), 193.

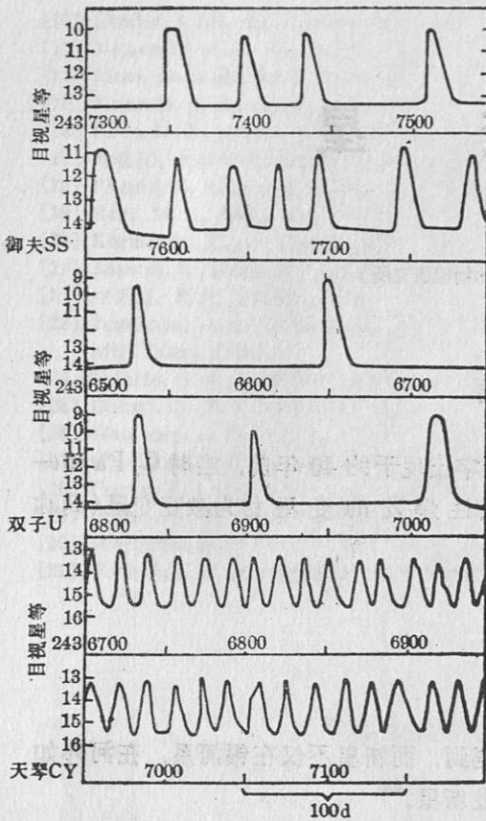


图 1 矮新星光变曲线

密近双星，轨道周期约为 $2h^*$ 。因此，天文学家怀疑所有 CVs 可能都是密近双星。60 年代初，Kraft 及其同事对 CVs 做了首次系统研究，结果表明所有经过证认的 CVs 都是激变双星 (Cataclysmic Binaries)，简称 CBs。到目前为止，大量观测结果表明：已知的 CVs 数 N_{CVs} 约为 1000，CBs 数 N_{CBs} 约为 200，尽管 $N_{CVs} \gg N_{CBs}$ ，实际上只要 CVs 足够亮就可以证认其双星结构。

矮新星的本质目前尚不清楚，图 1 中三个矮新星御夫 SS，双子 U 和天琴 CY 的光变曲线反映了矮新星的变星特征。图 1 表明不同矮新星的爆发形式不同，双子 U 爆发周期约为 100d，而天琴 CY 呈连续爆发形式，爆发周期约为 20d，此外，矮新星爆发时增亮 3—6mag，持续几天至两个星期不等。

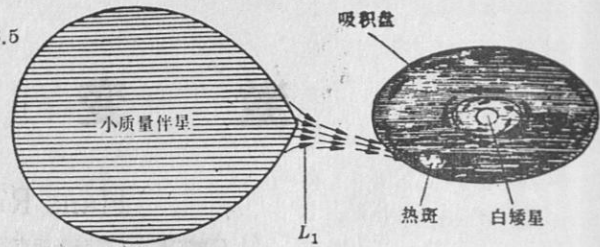
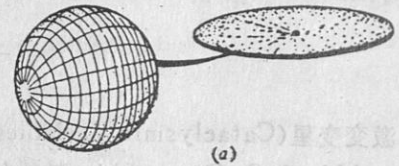


图 2 激变变星的双星模型

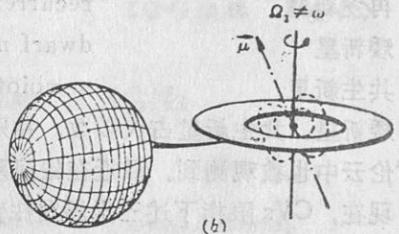


(a) $r_M \leq R_1 \ll A$

→ 无磁场系统

→ 标准吸积盘模型

▶ 例：80% 激变双星，X 射线爆发源



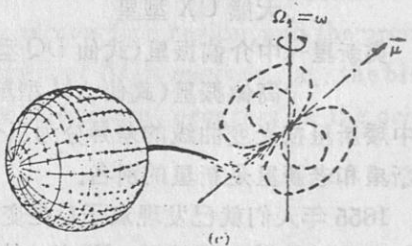
(b) $R_1 < r_M \leq A/2$

▶ 主星非同步自转磁层内无吸积盘

▶ 吸积物质流向磁极 → 灯塔效应

→ 光学和 X 射线脉冲

▶ 例：X 射线脉冲星，武仙 DQ 型星



(c) $r_M \geq A$

▶ 无吸积盘主星同步自转

▶ 吸积物质流向磁极 ▶ 例：武仙 AM 型星

$B \approx 20-60MG$ ，或 $\mu \approx 10^{33}-10^{34}G \cdot cm^3$

图 3

* 整理者注：目前公认值，天琴 SS 轨道周期为 6.6h，宝瓶 AE 轨道周期为 9.9h。

与矮新星不同, 新星如 1975 年天鹅新星只有一次爆发, 但新星爆发时光度大幅度增大, 约 10—16mag, 相当于一万到一百万倍, 而且爆发持续期也较长, 一个星期至一个月不等。新星只被观测到一次爆发, 可能是由于它的爆发周期太长, 一万年或一百万年后, 新星可能再次爆发。

二、激变变星的双星模型

因为 CVs 都是密近双星, 理论天体物理学家建立图 2 所示的 CVs 模型。这一模型适用于 80% 的 CBs。图 2 表示双星由一颗小质量正常红矮星(简称伴星)和一颗白矮星(简称主星)构成, 两子星距离非常近, 以至伴星充满它的洛希瓣, 这样, 伴星物质通过内拉格朗日点流向白矮星。由于科里奥利力的作用, 伴星物质不直接流到主星上, 而在主星附近形成吸积盘。图中热斑是伴星物质流与盘边沿碰撞产生的发亮区。这只是简化模型, 而实际上要复杂得多。如果主星是中子星, 这一模型适用于小质量 X 射线双星。

另外 20% 的 CBs 模型与上述不同是由于主星磁场发生作用。下面我们按主星磁场强弱把 CBs 模型分为三类, 如图 3 所示。

(a) $r_m \leq R_1 \ll A$, 其中 r_m 是磁场作用半径, R_1 是主星半径, A 是吸积盘半径^[4]。这一标准吸积盘模型适用于 80% CBs 和 X 射线爆发源。

(b) $R_1 < r_m \leq \frac{1}{2}A$, 这一模型特征是在小于 r_m 区域内, 磁压破坏了吸积盘的形成, 另外, 主星自转与公转也不同步, 吸积物质流向主星磁极, 产生灯塔效应, 观测上表现为光学脉冲和 X 射线脉冲。这一模型适用于 X 射线脉冲星和武仙 DQ 型星。

(c) $r_m \geq A$, 这一模型特征是磁压破坏了吸积盘的形成, 且主星自转与公转同步, 吸积物质流向主星磁极。这一模型适用于武仙 AM 型星, 其主星磁场 $B \approx 20-60\text{MG}$, 相当于磁偶极矩 $\mu \approx 10^{33}-10^{34}\text{G}\cdot\text{cm}^3$ 。

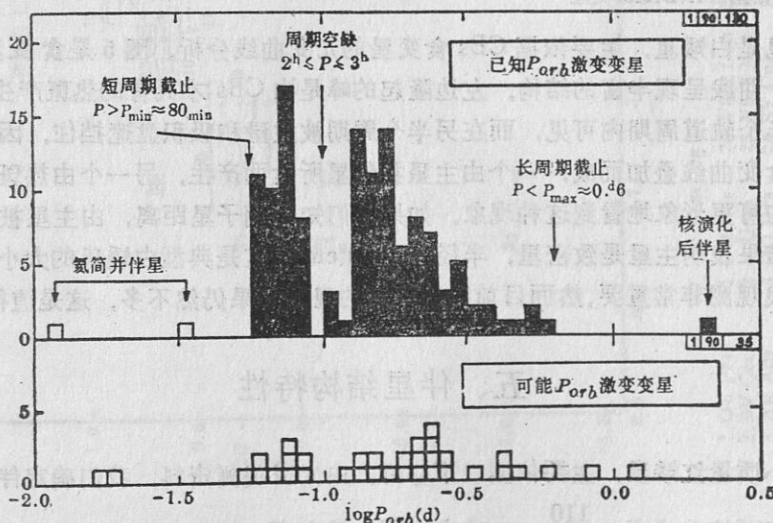


图 4 激变变星轨道周期分布

三、激变变星基本特性

激变变星有两个基本特性，一是绝大多数 CBs 轨道周期分布于 80min 到 8h 之间，其中

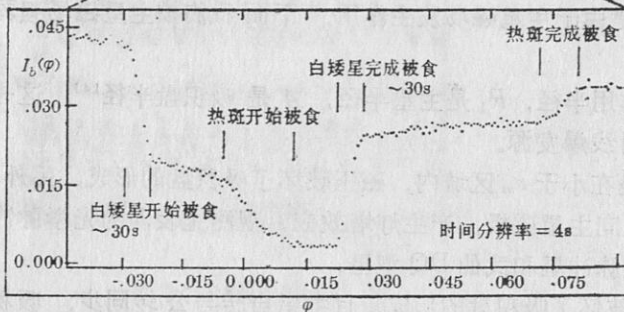
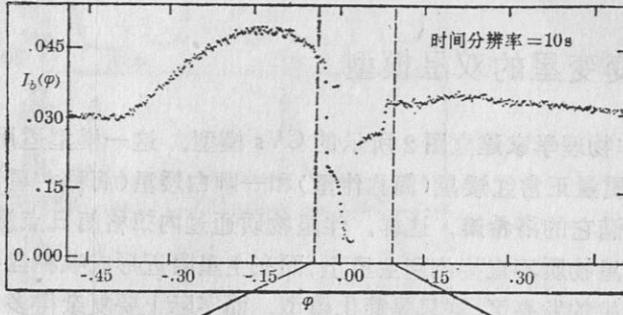


图 5 船底 OY 光变曲线

约 25 个轨道周期的平均光变曲线

由 R.Schoembs 和 H.Barwig 用 15 通道测光计观测，
观测数据由 H.Dreier 处理

有一个 2h 到 3h 的周期空缺 (period gap)；二是在伴星是主星的前提下，即 $R_2 \propto M_2^2$ ， $\alpha \approx 0.8$ ， R_2 是伴星半径， M_2 是伴星质量，则伴星质量分布于 $0.1M_\odot$ 到 $1M_\odot$ 之间。主星质量很难确定，一般认为主星质量约为 $1M_\odot$ ，此值大于典型白矮星质量 $0.6M_\odot$ 。

CBs 所有已知及可能的轨道周期分布如图 4 所示，从图中我们看出 3 个明显特征：一是 CBs 轨道周期分布于长、短两大区域内；二是长周期在 0.6d 处截止，短周期在 80 min 处截止；三是周期分布中有 2—3h 的空缺，文献中称为 period gap，极个别星分布例外是由于伴星独特性质所造成，第七节将对这些分布特性作解释。

四、CBs 主星证认

CBs 主星是白矮星，主要依据 CBs 食变星的光变曲线分析。图 5 是食变星船底 OY 的光变曲线图，曲线呈现丰富的结构。左边隆起的峰是由 CBs 才具有的热斑产生。在食变 CBs 中，热斑在半个轨道周期内可见，而在另半个周期被主星和吸积盘遮挡住。因此，食变 CBs 曲线由两个食变曲线叠加而成，一个由主星被伴星所食而产生，另一个由热斑被食而产生。从图 2 中我们可更形象地看到这种现象。如果我们知道两子星距离，由主星被食时间可确定主星大小，结果表明主星是致密星，半径约为 10^9cm ，这是典型白矮星的大小。顺便指出，CBs 光变曲线观测非常重要，然而目前精度很高的观测结果仍然不多，这是值得发展的领域。

五、伴星结构特性

伴星是小质量红矮星，主要依据以下分析：由光谱观测资料，我们确定伴星的光谱型。伴星平均密度可按公式 $\bar{\rho} = \frac{110}{P_{hr}^2} \text{gcm}^{-3}$ 求出^[5]，其中 P_{hr} 是以小时为单位的双星轨道周期。

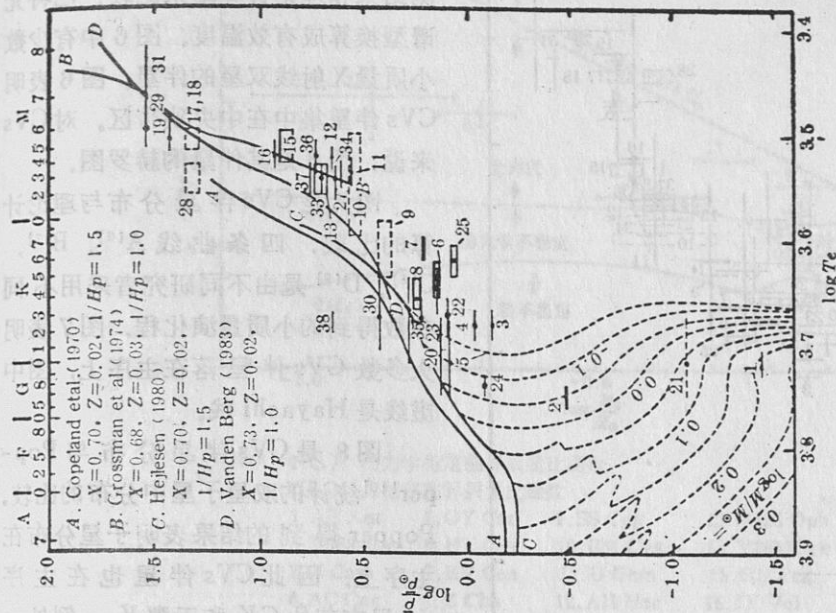


图 7

- | | | | |
|-------------|---------------|--------------|--------------|
| 1. GK Per | 11. DQ Her | 22. V822 Cen | 32. T Leo |
| 2. BV Cen | 12. U Gem | 23. V816 Mon | 33. X Leo |
| 3. AE Agr | 13. DO Dra | 24. SY Cnc | 34. CW Mon |
| 4. RU Peg | 15. MV Lyr | 25. BT Mon | 35. V426 Oph |
| 5. V363 Aur | 16. AM Her | 26. AH Her | 36. IP Peg |
| 6. EM Cyg | 17. ST LMi | 27. TW Vir | 37. QQ Vul |
| 7. Z Cam | 18. MR Ser | 28. BL Hyi | 38. BD Pav |
| 8. SS Cyg | 19. Z Cha | 29. OY Car | |
| 9. RW Tri | 20. AC Cnc | 30. TV Col | |
| 10. UX Uma | 21. V1333 Aql | 31. EF Eri | |

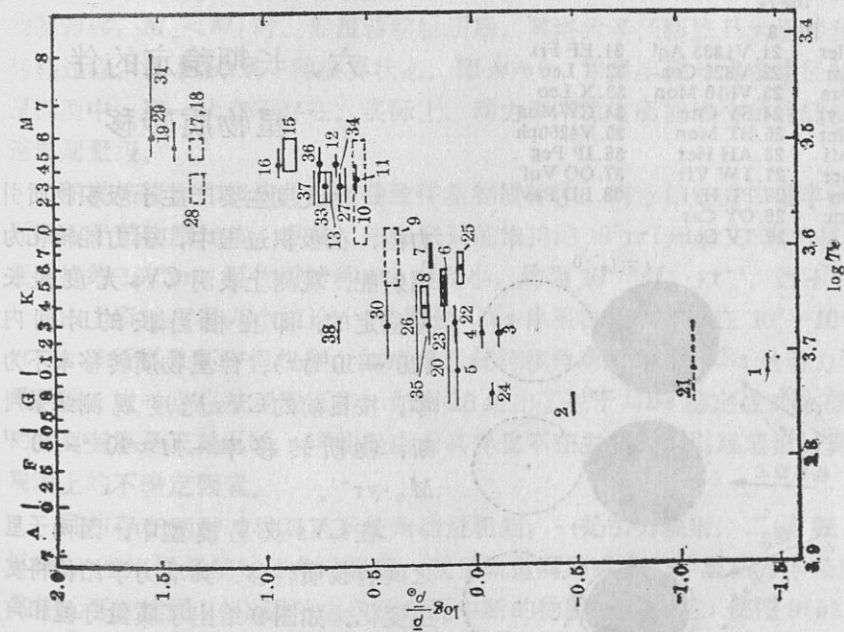


图 6

- | | | | |
|-------------|---------------|--------------|--------------|
| 1. GK Per | 11. DO Her | 22. V822 Cen | 32. T Leo |
| 2. BV Cen | 12. U Gem | 23. V816 Mon | 33. X Leo |
| 3. AE Agr | 13. DO Dra | 24. SY Cnc | 34. CW Mon |
| 4. RU Peg | 15. MV Lyr | 25. BT Mon | 35. V426 Oph |
| 5. V363 Aur | 16. AM Her | 26. AH Her | 36. IP Peg |
| 6. EM Cyg | 17. ST LMi | 27. TW Vir | 37. QQ Vul |
| 7. Z Cam | 18. MR Ser | 28. BL Hyi | 38. BD Pav |
| 8. SS Cyg | 19. Z Cha | 29. OY Car | |
| 9. RW Tri | 20. AC Cnc | 30. TV Col | |
| 10. UX Uma | 21. V1333 Aql | 31. EF Eri | |

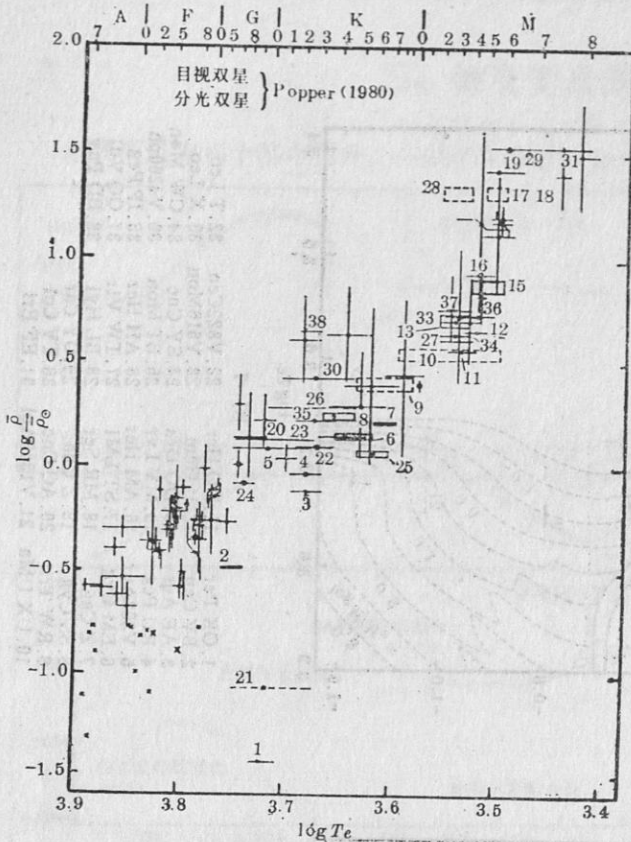


图 8

- | | | | |
|-------------|------------|---------------|-------------|
| 1. GK Per | 11. DO Her | 21. V1333 Aql | 31. EF Fri |
| 2. BV Cen | 12. U Gem | 22. V822 Cen | 32. T Leo |
| 3. AE Aqr | 13. DO Dra | 23. V616 Mon | 33. X Leo |
| 4. RU Peg | 15. MV Lyr | 24. SY Cnc | 34. CWMon |
| 5. V363 Aur | 16. AM Her | 25. BT Mon | 35. V4260ph |
| 6. EM Cyg | 17. ST LMi | 26. AH Her | 36. IP Peg |
| 7. Z Cam | 18. MR Ser | 27. TW Vir | 37. QQ Vul |
| 8. SS Cyg | 19. Z Char | 28. BL Hyi | 38. ED Pav |
| 9. RW Tri | 20. AC Cnc | 29. OY Car | |
| 10. UX UMa | | 30. TV Col | |

因此, 我们得到伴星平均密度与光谱型之间的关系如图 6。为了与其他观测结果和理论计算结果比较, 已将光谱型换算成有效温度。图 6 中有少数小质量 X 射线双星的伴星。图 6 表明 CVs 伴星集中在中央狭带区。对 CVs 来说, 图 6 是其伴星的赫罗图。

图 7 是 CVs 伴星分布与理论计算的比较, 四条曲线 A^[6], B^[7], C^[8], D^[9] 是由不同研究者采用不同参数得到的小质量演化程。图 7 表明大多数 CVs 伴星落在主序上, 图中虚线是 Hayashi 线。

图 8 是 CVs 伴星分布与 Popper^[10] 统计的双星星系中分布的比较。Popper 得到的结果表明子星分布在主序上, 因此 CVs 伴星也在主序上, 只有英仙 GK 和天鹰 V₁₃₃₃ 例外。

总之, CVs 伴星是小质量主序星, 在理论模型中必须考虑到这种限制。

六、长期稳定的伴星物质转移

CVs 光度主要产生于吸积物质引力能, 在吸积过程中, 引力能转化为辐射能。观测上表明 CVs 光度是长期稳定的, 即在相当长的时间内 (10⁹—10¹⁰yr), 伴星物质转移率不为零。按目前的 CVs 光度观测结果判断, 物质转移率 $\dot{M} \approx 10^{-8} - 10^{-11} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$ 。

在 CVs 双星模型中, 因两子星之间有物质转移, 其动力学结构将发生变化。如图 9 给出了质量守恒和角动量守恒时物质转移的三种形式。根据洛希几何, $M_2 > M_1$ 时, 伴星物质

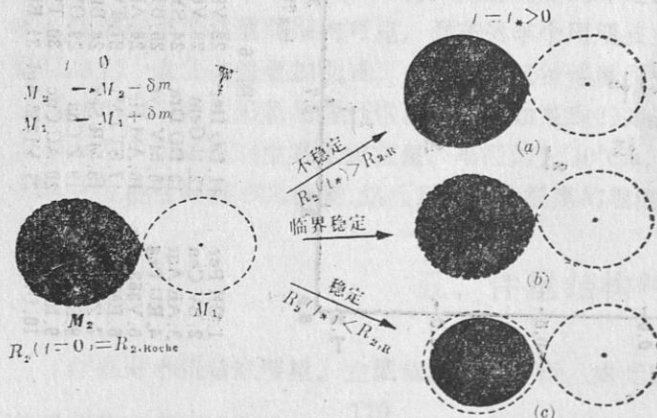
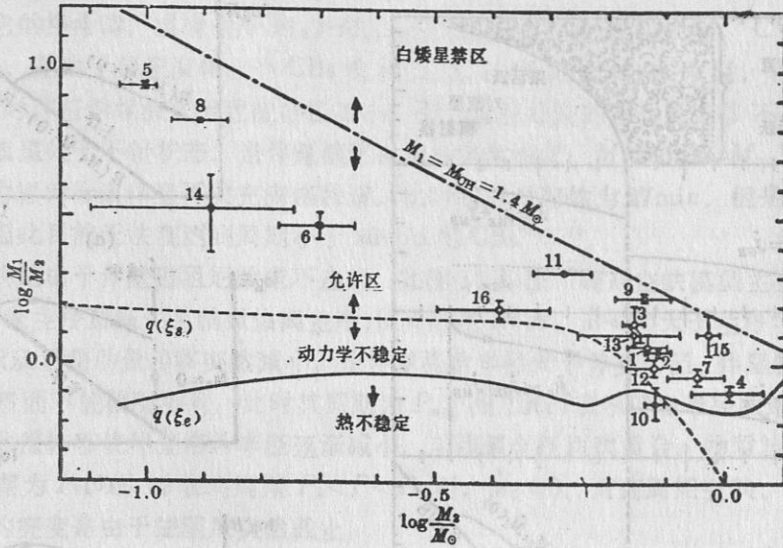


图 9 物质转移与稳定性
(守恒的物质转移, $M_1 + M_2 = \text{const.}$)



其中 $q(\xi_e)$: 动力学稳定临界质量比函数
 $q(\xi_e)$: 热稳定临界质量比函数

- | | | | |
|-------------|-----------|------------|---------------|
| 1. AE Aqr | 5. OY Car | 9. SS Cyg | 13. V426 Oph |
| 2. V363 Aur | 6. HT Cas | 10. EM Cyg | 14. V2051 Oph |
| 3. Z Cam | 7. BV Cen | 11. U Gem | 15. RU Peg |
| 4. AC Cnc | 8. Z Cha | 12. AH Her | 16. IX Vel |

图 10 激变双星质量比与伴星质量关系
 临界状态的质量比与动力学及热稳定的物质转移关系

转移后, 其洛希半径收缩且小于伴星半径, 从而继续物质转移过程, 这被称为动力学不稳定物质转移; $M_2 < M_1$ 时, 伴星转移物质后, 其洛希半径膨胀且大于伴星半径, 从而中断物质转移过程; 图 9(b) 是一种临界状态, 即 $\dot{M} \approx 0$, 伴星半径与洛希半径始终相等, 在守恒的双星模型中, 这一状态不存在。实际上, 动力学不稳定所能维持的物质转移过程很短, 约为轨道周期量级。

伴星热膨胀和核演化也会导致伴星物质转移, 两者都是使伴星半径大于其洛希半径, 从而维持伴星物质转移。但是, 热膨胀只能维持约 10^7yr (开尔文-亥姆霍兹时标)。核演化只能维持约 10^{10}yr , 但物质转移率 $-\dot{M}$ 太小, 约为 $10^{-12} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$, 达不到 CVs 光度的要求值。

由上所述可得两个结论: (1) 要使 CVs 伴星物质转移率在 $10^9 - 10^{10} \text{yr}$ 内大于 $10^{-12} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$, 必须引入不守恒机制, 如双星系统转移角动量; (2) CBs 是动力学稳定和热稳定的双星系统, 这一点也被观测证实。如图 10 给出了关于 CBs 稳定性的分布, 唯一落在不稳定区的激变变星是天鹅 EM, 可能是由于其伴星不在主序上, 引起理论计算上的误差, 或者由于观测上的不确定因素。

目前存在两种转移双星系统角动量机制: 一是引力辐射, 二是磁阻尼 (magnetic braking)。当双星系统转移角动量后, 双星轨道周期减小, 伴星洛希半径收缩且小于伴星半径, 这样就可继续图 9(c) 因动力学稳定而中断的物质转移过程, 使图 9(b) 的状态成为可能。

Paczynski^[11] 最早提出双星引力辐射转移系统角动量, 对 CVs 能维持物质转移率 $-\dot{M} \approx 10^{-10} - 10^{-11} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$ 。磁阻尼起因于磁场与星风的耦合, 在小质量晚型主序星中, 这是常

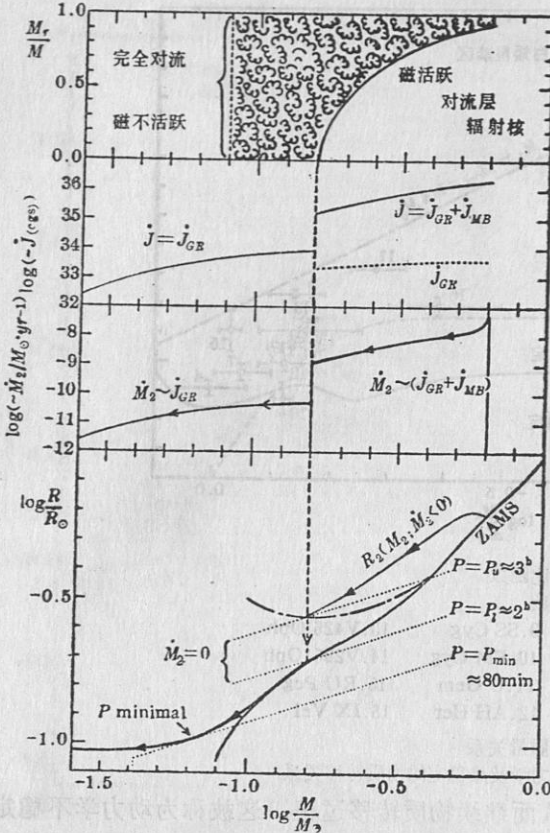
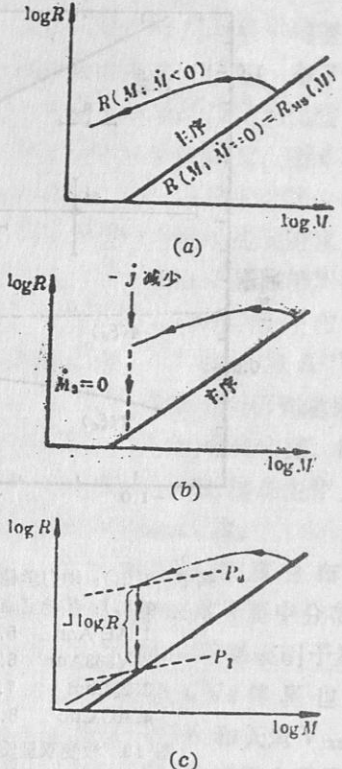


图 11 激变双星的长期演化(假设: $M_1=0.8M_{\odot}$)

见的现象。这种星表面有起发电机作用的对流层，其中产生星冕径向磁场，星风物质沿磁力线抛出，磁场约束星风使之在几个星半径内与星自转保持同步。因此，星风带走了大量自转角动量，使星自转减慢。此外，在CBs中，主星对伴星的潮汐作用很强，迫使伴星自转与公转同步，因此磁阻尼可使激变双星公转减慢，即转移双星系统轨道角动量。激变双星中磁阻尼效应可维持伴星物质转移率 $-\dot{M} \approx 10^{-8} - 10^{-9} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$ ，足以提供 CVs 光度。



- (1) 有物质转移的小质量主序星演化:
 $R(M; \dot{M} < 0) > R_{MS}(M)$
- (2) $R_2(M_2; \dot{M}_2 < 0) > R_{MS}(M_2)$ 时角动量转移突然减小导致:
 $R_{2,r} > R_2 \rightarrow (d/dt)(R_{2,r} - R_2) > 0 \rightarrow R_{2,r} > R_2 \rightarrow \dot{M}_2 = 0$: 物质转移截止, 激变变星不能被观测到
- (3) $R_2(M_2; \dot{M}_2 = 0) > R_{MS}(M_2)$ 时
↑星收缩至 $R_2 = R_{MS}(M_2)$
- (4) 已减小的 $-J$ 使 $R_{2,r}$ 减小至 $R_{2,r}$ 与 R_2 重合
 $R_{2,r} = R_{MS}(M_2) \rightarrow$ 物质转移继续
- (5) (1)–(4)表明
 $P_1 < P < P_U$ 时 $\dot{M}_2 = 0$
- (6) 什么原因使 $-J$ 减小?
当伴星演化成完全对流星时磁阻尼减小
此时 $\dot{M}_2 \approx 0.2 M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1} - \dot{M}_2 \approx 2 \times 10^{-9} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$

图 12 周期空缺模型

七、激变变星的长期演化和周期空缺模型

CBs 长期稳定的物质转移要求双星系统不断转移角动量，导致 CVs 从长周期向短周期的总体演化趋势。如图 11 给出了双星角动量转移与 CVs 长期演化的关系。在长周期区，角动量转移主要由磁阻尼产生，而在短周期区，主要由引力辐射产生，长短周期衔接处有一跃变。观测到的 CVs 长周期截止 $P_{max} \approx 16h$ ，是由于周期大于 16h 的双星处于不接状态，即

伴星未充满它的洛希瓣, 或者由于 $M_2 > M_1$, 不稳定物质转移过程太短。CVs 短周期截止 $P_{\min} \approx 80\text{min}$, 是由于伴星演化, 当 CBs 演化至轨道周期 $P \approx 80\text{min}$ 时, 伴星质量 $M_2 \approx 0.12M_{\odot}$, 此时伴星继续演化导致星半径减小, 引力辐射导致的角动量转移不足以维持其物质转移, 使双星处于不接状态。当伴星演化至简并富氢恒星, $M_2 \approx 0.084M_{\odot}$ 时, 星半径不再减小, 引力辐射导致伴星再次充满洛希瓣, 此时轨道周期约为 27min , 但是这一过程大于哈勃时间, 因此目前无法观测到周期小于 80min 的 CBs^[12,13]。

周期空缺是由于伴星磁阻尼效应不连续, 如图 12 给出了周期空缺模型主要思想。图 12(a) 表示小质量主序星演化至稍微偏离主序, 使其半径 $R(M; \dot{M} < 0)$ 大于主序半径 $R_{\text{MS}}(M)$; 图 12(b) 表示双星角动量转移突然减小, 使伴星洛希半径大于伴星半径, 伴星物质转移截止, CVs 突然变暗而不能被观测到, 此时其周期为 P_u ; 图 12(c) 表示伴星半径收缩至主序半径, 同时双星角动量转移使伴星洛希半径逐渐减小, 与伴星半径再次重合, 物质转移重新开始, 此时 CVs 周期为 P_i 。图 12 表明周期 $P_i < P < P_u$ 时, $\dot{M}_2 = 0$, 对应周期空缺。由图 11 可知角动量转移的突变是由于磁阻尼突然截止。

目前, CBs 演化模型认为, 处于长周期区的 CBs 伴星由辐射核和对流层组成, 磁阻尼效应显著, 短周期和空缺周期区的 CBs 伴星处于完全对流状态, 不存在磁阻尼, 双星角动量转移只能由引力辐射产生。图 13 是 Hans Ritter 和他的学生 Kolb^[16] 按此思想计算的 Double polytrope 模型结果, 给出了伴星物质转移率与双星轨道周期关系, 其中 $P_{\min} \approx 70\text{min}$, 稍小于观测下限 80min 。此外, 周期空缺也很明显。

八、武仙 AM 和武仙 DQ

武仙 AM 的观测结果表明, 星光中有 10% 与双星位相相关的圆偏振光, 而且巴耳末线系存在塞曼分裂, 说明主星表面磁场 $B_s \approx 10^7\text{G}$, 相当于磁偶极矩 $\mu \approx 10^{33} - 10^{34}\text{G} \cdot \text{cm}^3$ 。武仙 DQ 的观测结果表明, 星光中无圆偏振光, 但存在灯塔效应产生的光学及 X 射线脉冲, 由脉冲周期求出星表面磁场 $B_s \leq 10^8\text{G}$, 或 $\mu \leq 10^{33}\text{G} \cdot \text{cm}^3$, 因此 $\mu_{\text{AM}} > \mu_{\text{DQ}}$ ^[17]。此外, 武仙 AM 和武仙 DQ 的周期空缺和长期演化模型, 可参阅 Hameury et al.^[18] 和 King & Lasota^[19] 两篇文章。

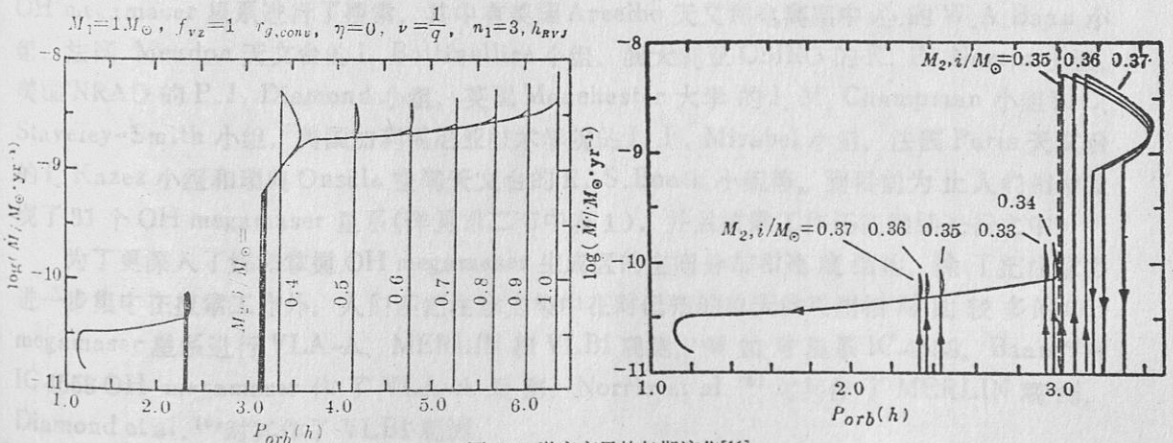


图 13 激变变星的长期演化^[16]

参 考 文 献

- [1] Walker, M. F., *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 66 (1954), 230.
 [2], [3] Joy, A. H., *Ap. J.*, 124 (1956), 317.
 [4], [5] Frank J., King A. R., Raine D. J., *Accretion Power in Astrophysics*, Cambridge University Press, (1985).
 [6] Copeland, H. et al., *Astron. Astrophys.*, 5 (1970), 12.
 [7] Grossman, A. S. et al., *Astron. Astrophys.*, 30 (1974), 95.
 [8] Hejlesen, P. M., *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 39 (1980), 347.
 [9] Vanden Berg, Don A., *Ap. J. Suppl. Ser.*, 51 (1983), 29.
 [10] Popper, D. M., *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 18 (1980), 115.
 [11] Paczyński, B., *Acta Astron.*, 17 (1967), 287.
 [12] Paczyński, B. and Sienkiewicz, R., *Ap. J.*, 248 (1981), L27.
 [13] Paczyński, B. and Sienkiewicz, R., *Ap. J.*, 268 (1983), 825.
 [14] Spruit, H. C. and Ritter, H., *Astron. Astrophys.*, 124 (1983), 267.
 [15] Rappaport, S. et al., *Ap. J.*, 275 (1983), 713.
 [16] Kolb, U. and Ritter, H., *Astron. Astrophys.*, 236 (1990), 385.
 [17] Lamb, D. Q. and Patterson, J., in *IAU Colloq. No. 72*, p. 229, (1983).
 [18] Hameury, J. M., et al., *M. N. R. A. S.*, 231 (1988), 535.
 [19] King, A. R. and Lasota, J. P., *M. N. R. A. S.*, 247 (1991), 214.

(责任编辑 刘金铭)

Cataclysmic Variables

Hans Ritter

(Max-Planck-Institut für Physik und Astrophysik, Fed. Rep. Germany)

