

# 激变变星

张尔和

(中国科学院北京天文台)

## 提 要

激变变星是密近双星系统, 包含一颗白矮星主星和一颗晚型星伴星。晚型星伴星充满了其 Roche 瓣, 并向主星转移物质, 在主星周围形成一个吸积盘。这类双星对于我们认识吸积过程、密近双星的演化等是相当重要的。本文主要从实测角度综述激变变星研究的现状, 并讨论一些尚待解决的问题。

激变变星(cataclysmic variables)是轨道周期一般在1到10小时之间的密近双星系统。由于它们中的大部分都经历过不同程度的爆发, 这类变星很早就引起了天文学家的兴趣。但我们对激变变星的真正认识还只是近二十年的事。目前激变变星的研究是一个相当活跃的课题, 发展也相当迅速。本文将主要从实测的角度来综述这个领域的研究现状, 并讨论一些尚待解决的重要问题。我们的讨论只能局限于几个主要方面, 对于本文未涉及的其他(并非不重要的)方面, 可参阅文献[1]—[4]。

## 一、激变变星的模型

Kraft 等人在六十年代的出色工作证实了激变变星是密近双星系统。激变变星的基本模型则是在1971年由Warner和Nather和Smak相互独立地提出来的<sup>[5],[6]</sup>。大多数激变变星包含

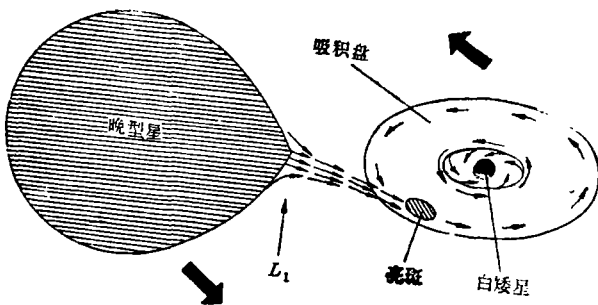


图 1. 激变变星的基本物理模型<sup>[20]</sup>。

一颗光谱型为 G、K 或 M 的晚型星子星(一般称为伴星)和一颗白矮星子星(一般称为主星)。晚型星子星充满了它的 Roche 瓣, 并通过内 Lagrange 点  $L_1$  向白矮星转移物质。由于转移的物质具有大的角动量, 所以不能直接落在白矮星上。转移的物质在白矮星周围形成一个气体物质环。粘滞力使这个环扩展成一个围绕白矮星的气体吸积盘。同时, 转移的物质撞击在吸积盘的边缘而形成一个温度比其周围要高的亮斑。图 1 给出了这个模型的示意图。大量的观测事实证明这个基本模型可用来解释大部分激变变星的观测结果。

当白矮星表面有强磁场(例如超过  $10^7$  高斯)时, 转移的物质不能围绕白矮星形成一个盘, 而是沿磁力线直接落在白矮星的磁极附近, 形成一个所谓的“吸积柱”(accretion column)。

1987年7月5日收到。

物质的吸积过程不仅限于激变变星。许多 X 射线源的辐射也来自中子星吸积物质的过程。由于物质的吸积可释放大量的能量，所以还被用来解释活动星系核和类星体的各种高能现象。自从 1973 年 Shakura 和 Sunyaev 的开创性工作以来<sup>[7]</sup>，有关吸积过程的理论虽然取得了一定的进展，但由于我们对形成吸积盘起重要作用的粘滞现象缺少根本的认识，致使吸积盘的理论还远不完善<sup>[8]</sup>。目前最实际的途径是通过分析观测结果来增进我们对吸积盘结构的认识。在激变变星的分光和测光观测中，吸积盘可“直接”观测到，所以这类变星是目前研究吸积过程的最佳“天体物理实验室”。

## 二、激变变星的分类

激变变星主要是根据它们的爆发特征来进行分类的。大致可分为新星、再发新星、类新星变星、磁变星和矮新星等几类。我们这里给出它们的主要特征。

新星，又称经典新星，按定义只爆发过一次。爆发时亮度可在 1—100 天内增加 7—20 个星等，释放的能量超过  $10^{44}$  尔格。按爆发后亮度返回初始状态的时间，又进一步分为快新星和慢新星<sup>[9]</sup>。新星的爆发一般认为是由于在白矮星子星表面的热核反应所引起的<sup>[10]</sup>。由晚型星转移的富氢物质被吸积在白矮星表面。当足够多的物质被吸积后，这些物质成筒并状态。在底层物质的温度和密度达到足够高时，即发生热核反应而引起新星爆发。爆发时，部分被吸积的物质会被辐射压或冲击波抛射出去。

再发新星都有过两次以上的爆发，各次爆发间一般相隔十年以上。爆发时释放的能量在  $10^{43}$  到  $10^{44}$  尔格之间。观测结果表明，许多再发新星中的晚型星子星是一颗巨星。

类新星变星是 UX Uma 变星、AM Her 变星以及 VY Scl 变星的合称。类新星没有过爆发，但具有与新星类似的光学特征，常出现几个星等的亮度起伏。其中 VY Scl 变星又称为“反矮新星”，因为其光变曲线中常出现 3—5 个星等的变暗，持续几天或更长一段时间后返回原来的亮度。AM Her 变星现在被归为单独的一类，即磁变星。

磁变星的主要特征是在光学或近光学波段的强线偏振和圆偏振辐射。由于白矮星子星表面的磁场高达  $10^8$  高斯，所以转移的物质沿磁力线落在白矮星磁极附近。还有一类 DQ Her 变星，其白矮星表面的磁场虽不如磁变星强，但仍可破坏其附近的吸积盘，而代之以吸积柱<sup>[11]</sup>。

矮新星一般每隔几星期或几个月爆发一次，亮度增加 2—5 个星等，释放出  $10^{38}$ — $10^{39}$  尔格的能量。矮新星又进一步分为 U Gem, Z Cam 和 SU Uma 变星。U Gem 变星只有“

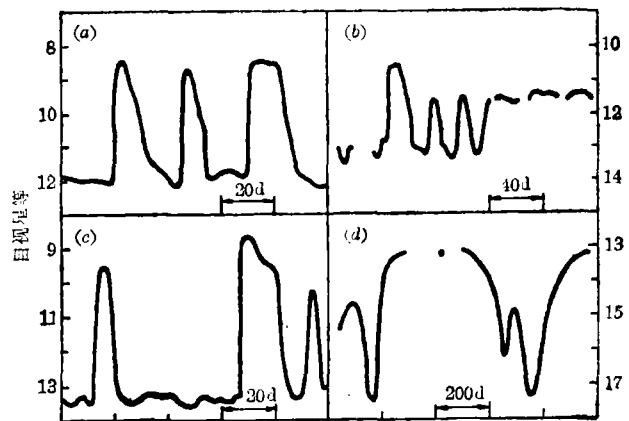


图 2. (a) SS Cyg (U Gem 变星); (b) Z Cam; (c) VW Hyd (SU UMa 变星) 和 (d) VY Scl 的光变曲线<sup>[13]</sup>。

“正常”的爆发，虽然各次爆发的长短、强度不同，但一般不会相差四倍。Z Cam变星则有时在爆发后其亮度不返回爆发前的状态，而是在一个中间亮度停留几天或更长的时间。SU UMa变星，除正常的爆发外，还有所谓“超爆发”。超爆发中释放的能量是正常爆发的八倍以上。超爆发虽然不如正常爆发频繁，但却更有规律<sup>[12]</sup>。

图2中给出了U Gem变星、Z Cam变星、SU UMa变星和VY Scl变星的典型光变曲线。

激变变星的分类与轨道周期、物质转移率、吸积盘的稳定性以及激变变星演化等相关联。对于这些关系我们只有一些经验的结论，其本质还不清楚。另外，正如任何分类都有例外一样，激变变星的分类也存在例外。这里我们仅举出两个实例。GK Per是1901年爆发的新星。从1901年后GK Per曾有过多次强度为2—3个星等的、类似矮新星的爆发。而且其表现出来的矮新星的各种特征变得越来越明显。另一个例子是轨道周期为81分钟的WZ Sge。由于WZ Sge的爆发强度大，各次爆发间隔时间长(33年)，所以曾被认为是再发新星。但其在1978年的爆发中却表现出SU UMa变星的超爆发特征。所以WZ Sge似乎更应该是具有特别长爆发间隔的矮新星。

### 三、激变变星的观测

激变变星的辐射主要来自吸积盘。首先粗略地估计吸积盘的辐射能谱。假定其为黑体辐射，物质吸积率为 $\dot{M}$ ，则吸积盘边缘(半径为 $R_d$ )的温度 $T_{out}$ 近似有：

$$(2\pi R_d^2)(\sigma T_{out}^4) \approx GM_w \dot{M} / 2R_d$$

其中 $M_w$ 为白矮星的质量。在吸积盘与白矮星(半径为 $R_w$ )的边界层，辐射面积近似为 $2\pi R_w^2$ ，其温度 $T_{in}$ 为：

$$(2\pi R_w^2)(\sigma T_{in}^4) \approx GM_w \dot{M} / 2R_w$$

选取典型的数值： $R_w = 6 \times 10^8 \text{cm}$ ， $M_w = 1M_\odot$ ， $\dot{M} = 10^8 \text{g} \cdot \text{s}^{-1}$ 和 $R_d = 4 \times 10^{10} \text{cm}$ ，吸积盘的温度 $T_d$ 的范围是：

$$2 \times 10^3 \text{K} \leq T_d \leq 5 \times 10^4 \text{K}$$

更严格的稳态、光学厚吸积盘模型<sup>[8]</sup>表明温度随半径的变化可表示为 $T_d(R) \propto R^{-3/4}$ 。

根据吸积盘的温度范围，其辐射主要在可见波段和紫外波段，它与白矮星的边界层则可在远紫外和软X射线波段辐射。近年来激变变星的观测已从光学波段扩展到红外、紫外和X射线波段，并发现许多有趣的现象。本文将主要讨论光学波段的观测，有关其他波段的观测结果可参阅文献[3]和[14]。

激变变星辐射的能量分布常用谱指数 $S$ 表示，即辐射流量 $f_\nu \propto \nu^S$ 。处于宁静状态的矮新星在光学波段有 $S_{opt} \approx 0$ ，而在紫外波段 $-1 < S_{UV} < 0$ 。当矮新星爆发时， $S_{opt}$ 和 $S_{UV}$ 都有十分之几的增加，表明物质吸积率的增加使吸积盘温度升高，导致辐射在短波段增强。爆发后新星和类新星的辐射能量分布大致与爆发矮新星相似，表明它们具有较高的物质吸积率。

在宁静状态的矮新星光谱中有强发射线，发射线来自吸积盘、亮斑和转移的物质流。它们主要是氢线和中性氦线，某些矮新星光谱中 He II 和 Ca II 线也较强。由于吸积盘中气体物质围绕白矮星高速运动，谱线宽度可达每秒几千公里。当轨道倾角接近 90° 时，发射线常常出现双峰，两峰 的间隔与轨道倾角有关。在矮新星爆发时，发射线被吸收线所代替，仍是氢线和中性氦线最强。在吸收线的线心常出现窄的发射线核。当矮新星的亮度返回宁静状态时，线心的发射线核变得越来越明显，最终取代吸收线。图 3 给出矮新星 SS Cyg 爆发后光谱随时间的变化。

大多数爆发后新星和类新星的光学波段光谱与爆发或接近爆发的矮新星相类似。同时，一些在爆发矮新星中较弱的高激发态谱线，如 He II  $\lambda$  4,686，在新星和类新星光谱中则常出现并且较强。文献[2]中有关于激变变星光谱特征及随时变化的详尽讨论。

在激变变星的光变曲线中有两种

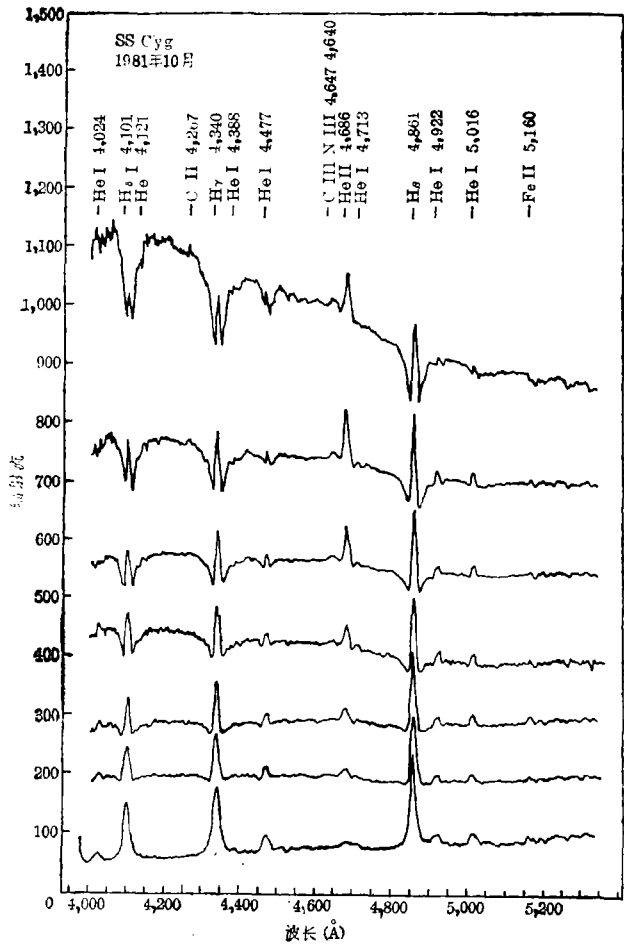


图 3. SS Cyg 的光谱爆发后返回宁静状态时的变化。最下面一条光谱是 1981 年 8 月的平均光谱，其他光谱是 1981 年 10 月 26—31 日各日的平均<sup>[15]</sup>。

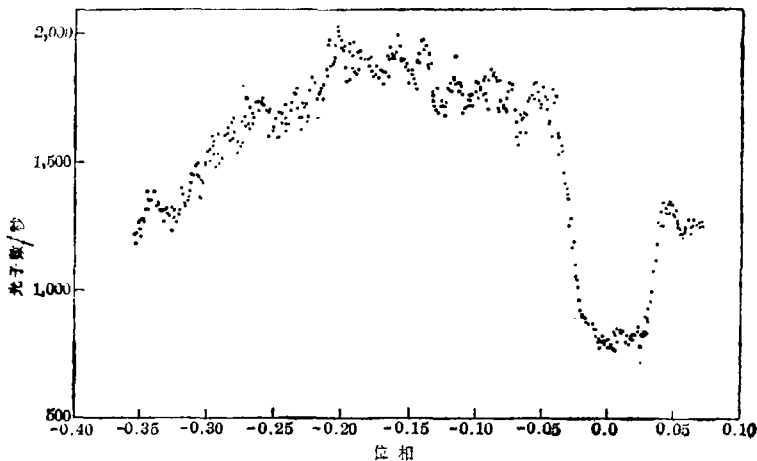


图 4. 矮新星 U Gem 的 V 光变曲线<sup>[16]</sup>。

短时标的变化: 抖动(flickering)和相干振动(coherent oscillation)。抖动是一种不规则的亮度变化, 变化时标为几分钟或更长。这种抖动不显示任何周期性。从图4矮新星 U Gem 的光变曲线中可看出这种明显的抖动。一般认为抖动是与物质的交流和吸积有关, 可来自亮斑(如 U Gem), 也可来自吸积盘和白矮星的边界层(如 HT Cas)。

相干振动则具有一个或几个固定周期, 幅度在千分之几到百分之几星等之间。某些系统的相干振动周期相当稳定, 著名的例子有新星 DQ Her 的 71 秒相干振动。相干振动常出现于新星、类新星和爆发中的矮新星的光变曲线中。目前对相干振动还没有一个统一的理论模型。它常被解释为是由白矮星的转动或脉动所引起的。在文献[1]和[17]中对相干振动有透彻的讨论。

除上述两种短时标变化外, 在激变变星的光变曲线中, 在食初切前常有一个明显的肩出现。这个肩是由吸积盘边缘的亮斑造成的。该亮斑的温度比其周围高, 初切前亮斑几乎正对着观测者, 而出食后亮斑向背离观测者的方向运动, 其辐射被吸积盘部分掩遮掉。图4中 U Gem 光变曲线中的肩明显可见。

#### 四、激变变星的参数测定

双星系统历来被用作测量恒星的质量、半径等重要参数, 激变变星作为双星系统也不例外。由于激变变星的结构特殊, 利用光变曲线求解其参数变得相当困难。

激变变星的辐射不仅来自两颗子星, 更主要地来自吸积盘和亮斑。来自不同部分的辐射在光变曲线中很难分离开。由于两颗子星相距很近, 我们必须考虑晚型星的非球形状、重力昏暗以及各部分间的反射作用对光变曲线和视向速度的影响。

除少数系统外我们不能观测到晚型星子星的光谱, 故其视向速度也不能测定。即使白矮星的视向速度也是利用吸积盘内形成的发射线间接测量的。由于吸积盘的各种不稳定因素, 发射线轮廓随时间作不规则的变化, 使视向速度很难测量准确。

基于上述各种困难, 常常利用一些限定性的假设来求解激变变星的各参数。例如假定伴星遵循低质量主序星的质量-半径关系。文献[17]对各种假设做了较全面的讨论。由于利用了这些假设, 使我们由所得的各参数而推论的结果常常带有局限性。

利用数值方法拟合光变曲线已被广泛应用于一般双星, 近几年来才开始用于激变变星, 并得到一些较为满意的结果<sup>[18],[19]</sup>。这个方法的优越性在于不需要附加的假设, 从而使结果更能反映激变变星的真实结构。但由于所包含参数很多, 它们间又相互关联, 使误差分析及解的唯一性验证变得相当困难。

从已经得到的激变变星各类参数, 我们可以简单地总结出下面一些结论:

(1) 大部分激变变星的晚型星子星很接近主序星。但也有些系统中(如 U Gem, AC Cnc)晚型星的质量大于其光谱型所对应的主序星质量<sup>[20]</sup>。

(2) 激变变星中白矮星质量分布较宽, 而且大质量白矮星( $M \geq 1M_{\odot}$ )所占比例较单个白矮星要高。但这亦可能是选择效应的结果<sup>[20]</sup>。

(3) 正确地估计物质转移率是 $\dot{M}$ 困难的, 不同的方法常给出不同的结果<sup>[21]</sup>。各类激变

变星的  $\dot{M}$  大致为: 矮新星  $\dot{M} \approx 10^{-10} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ ; 新星  $\dot{M} \approx 10^{-8} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ ; 再发新星  $\dot{M} \approx 10^{-7} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ 。

(4) 激变变星中吸积盘的半径与白矮星 Roche 瓣的等效半径之比随系统而不同, 但一般都大于由零粘滞力模型给出的结果, 说明粘滞力在吸积盘的形成过程中确实起了作用<sup>[22]</sup>。常常采用的稳态、光学厚的  $\alpha$  吸积盘模型<sup>[8]</sup>可以解释类新星和爆发矮新星的能量分布, 却不符合宁静态矮新星吸积盘的能量分布<sup>[23]</sup>。但处于宁静态的 SU UMa 变星 HT Cas 的吸积盘温度沿径向的分布却与稳态、光学厚的  $\alpha$  吸积盘模型相近<sup>[19]</sup>。

## 五、尚待解决的一些问题

近二十年来不断提出的各种关于激变变星的理论和大量的观测结果解决了一些激变变星的疑难问题, 但同时又提出了不少新问题。这里我们将讨论其中的三个主要问题。

### 1. 激变变星的轨道周期分布

对于激变变星, 轨道周期是唯一测量准确的重要参数。轨道周期与激变变星的爆发特征、吸积盘结构相关联。特别是周期随时间的变化可揭示双星结构的演化。图 5 给出已知激变变星轨道周期的分布图<sup>[24]</sup>。这里我们没包括三个双白矮星双星系统 (AM CVn, GP Com 和 PG 1346 + 082)。这个分布图有两个明显特征: 一是具有一个大约为 81 分钟的轨道周期下限; 另一个是周期在 2 到 3 小时时间的激变变星数量显著减小 (通常称为轨道周期分布的空隙)。

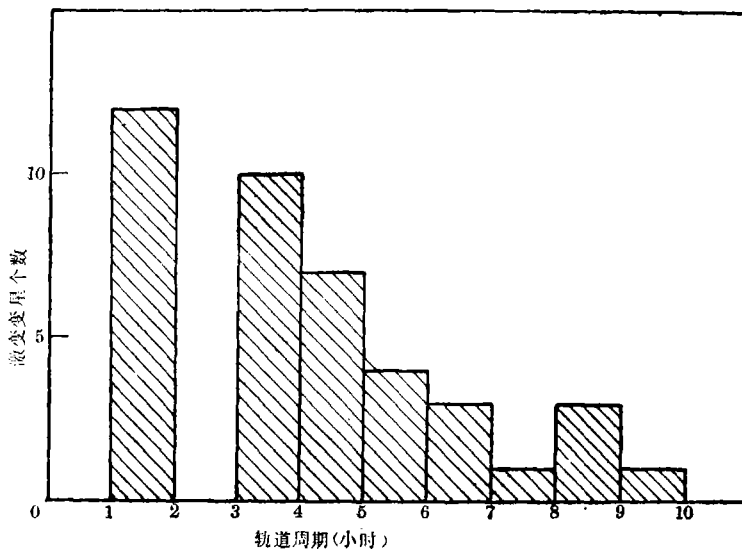


图 5. 激变变星轨道周期分布<sup>[25]</sup>。

81 分钟的周期下限可用 Paczynski 等人提出的理论模型来解释<sup>[26]</sup>。激变变星中晚型星的热力学时标  $T_{th}$  随质量减小而变长, 而由引力辐射导致的质量损失时标  $T_{mi}$  则随质量减小而变短。当其质量小于  $0.2 M_{\odot}$  时,  $T_{mi}$  变得小于  $T_{th}$ , 晚型星则不能处于热力学平衡。这个效应使晚型星向简并态的黑矮星演化。由于简并态星体的半径随质量减小而变大, 这就使当晚型

星质量在  $0.2M_{\odot}$  附近时, 激变变星的轨道周期处于一个最低值。由理论得到的下限值为 60 或 70 分钟, 比观测值要低。这里要指出的是上述模型是在双星系统没有角动量和质量损失的假设基础上得到的。但这个假设本身就不是没有问题的。

对于 2 到 3 小时时间的轨道周期空隙, 目前尚没有一个统一的理论。一种理论认为激变变星在演化过程中从长周期向短周期演化, 迅速穿过这个周期空隙, 使得发现处于这个空隙的激变变星的几率很小。再一种理论认为激变变星穿过这个空隙时, 由于晚型星子星结构的变化而停止物质转移, 这样就不再具备激变变星的主要特征了<sup>[27]</sup>。当周期缩短到 2 小时左右时, 晚型星又重新充满 Roche 瓣, 开始物质转移<sup>[20]、[28]</sup>。

上述的不同模型推论出晚型星偏离热力学平衡状态的不同程度。仔细研究激变变星中晚型星的演化状态有助于我们找到引起这个轨道周期空隙的真正原因<sup>[29]</sup>。

## 2. 矮新星的爆发机制

目前普遍认为矮新星的爆发机制与新星不同, 它是由于吸积盘内物质吸积率  $\dot{M}$  突然增加, 从而释放出更多的能量而造成的。但对于引起  $\dot{M}$  增加的原因却有两种不同的理论: 晚型星子星的不稳定性和吸积盘本身的不稳定性。

Bath 等人<sup>[30]</sup>认为矮新星中的晚型星子星有一个低温包层, 其中存在一个部分电离层。当晚型星表面很接近内 Lagrange 点时, 其包层中会出现某种不稳定性, 从而导致向白矮星转移物质的增加, 大量的能量在短时间内释放出来。

另一类理论是 Osaki<sup>[31]</sup>在 1974 年提出的。这个理论近年来得到进一步完善<sup>[32-34]</sup>。按照这个理论晚型星转移的物质质量基本上不变。在宁静状态转移的物质并不完全被白矮星所吸积, 而是堆积在盘的外周形成一个环。当堆积的物质增加到一定数量, 环内会产生某种不稳定性, 使堆积的物质在短时间内向白矮星流去, 大量的引力势能转变成辐射, 光度增大。

目前大多数天文学家更倾向于第二个模型。但两种理论均不能对所有的观测结果给出满意的定量解释。而且矮新星的超爆发机制很可能完全不同于其“正常”爆发的机制<sup>[19]、[35]</sup>。

## 3. 激变变星的演化

密近双星的演化, 特别是在有质量和角动量损失的情况下的演化, 是个尚未解决的重要课题。按目前的理论, 激变变星是由轨道周期为几个月到几年的长周期双星演化而来的<sup>[36]</sup>。其中大质量的主星首先演化为红超巨星, 并包含一个简并态的核。主星充满其 Roche 瓣后向伴星转移物质。由于物质转移非常迅速, 伴星的周围形成一个包层。两颗子星变为相接状态, 并进而形成一个公共包层。在公共包层内, 简并态主星核和主序星伴星向包层转移角动量, 相互靠近, 轨道周期缩短。最终或者两颗子星合并而形成一颗星, 或者公共包层被驱散而留下一个短周期双星系统。简并的主星核形成白矮星, 伴星仍小于其 Roche 瓣, 而形成非相接的白矮星 + 主序星的短周期双星系统。进一步的演化使主序星伴星开始充满 Roche 瓣, 并向白矮星转移物质, 从而演变成激变变星。

最近在行星状星云内发现的短周期双星系统 (Abell 41, Abell 46, VW Pyx 等)<sup>[37]</sup> 和非相接的白矮星 + 主序星双星系统 (V471 Tau, HZ9, GK Vir, HZ 22 等)<sup>[38]</sup> 是对上述理论模型的大力支持。

但这个模型仍面临一些尚待解决的困难。如果这个模型成立, 则应有大量的非相互作用

的双白矮星双星系统存在<sup>[36]</sup>,但观测的结果似乎给出否定的答案<sup>[39]</sup>。从理论上我们还不清楚角动量是如何由双星系统的核转移给公共包层的,以及这个包层是如何被驱散的。另外,最近 Ritter 对上面列举的所谓激变前变星的演化进行了计算<sup>[40]</sup>,发现它们中的一部分演变成激变变星所需要的时间长于 Hubble 时间,这样又对这个理论提出了一个需要解决的时间尺度问题。

## 六、结 束 语

由于理论和实测天文学家的共同努力,近二十年来激变变星的研究取得了相当大的进展。限于篇幅,我们仅讨论了其中的几个方面。激变变星的研究不仅本身是一个重要的课题,而且对了解吸积盘的结构、双星的演化以及 X 射线双星、共生星等的研究也大有帮助。作者相信激变变星的研究作为一个活跃的课题还会延续很长时间。随着疑难问题的解决,还会有更多更有趣的问题被提出来。

在我国中型口径望远镜正逐步建成并投入使用,现代化的接收仪器正在完善,计算机已广泛应用于信号的接收与数据的处理。通过实测手段对激变变星进行研究的条件在我国已逐渐成熟。希望有更多的天文工作者能够利用我国的现有设备,开展对激变变星及相关的其他天体的理论与实测研究。

## 参 考 文 献

- [ 1 ] Robinson, E. L., *Ann. Rev. Astr. Ap.*, 14 (1976), 119.
- [ 2 ] Warner, B., in IAU Symp. No. 73, 85, (1976).
- [ 3 ] Cordova, F. A. and Mason, K. O., in *Accretion Driven Stellar X-ray Sources*, 147, ed. by W. H. G. Lewin and Van den Heuvel (Cambridge Univ. Press), (1983).
- [ 4 ] Wade, R. A., in *Interacting Binaries*, 289, ed. by P. P. Eggleton and J. E. Pringle (Cambridge Univ. Press), (1985).
- [ 5 ] Warner, B. and Nather, R. E., *MNRAS*, 152 (1971), 219.
- [ 6 ] Smak, J., *Acta Astro.*, 21 (1971), 15.
- [ 7 ] Shakura, N. I. and Sunyaev, R. A., *A. Ap.*, 24 (1973), 337.
- [ 8 ] Pringle, J. E., *Ann. Rev. A. Ap.*, 19 (1981), 137.
- [ 9 ] Payne-Gaposchkin, C., *The Galactic Novae* (New York, Dover), 1957.
- [ 10 ] Starrfield, S., Sparker, W. M. and Turan, J. W., *Ap. J.*, 192 (1974), 647.
- [ 11 ] Liebert, J. and Stockman, H. S., 151, in *Cataclysmic Variables and Low-Mass X-ray Binaries*, ed. by D. Q. Lamb and J. Patterson, (1985).
- [ 12 ] Vogt, N., *A. Ap.*, 118 (1983), 95.
- [ 13 ] Wade, R. A., in *Interacting Binary Stars*, 129, ed. by J. E. Pringle and R. A. Wade, (1985).
- [ 14 ] Szkody, P., in *Cataclysmic Variables and Low-mass X-ray Binaries*, 385, ed. by D. Q. Lamb and J. Patterson, (1985).
- [ 15 ] Hessman, F. V., Robinson, E. L., Nather, R. E. and Zhang, E. H., *Ap. J.*, 286 (1984), 747.
- [ 16 ] Zhang, E. H. and Robinson, E. L., *Ap. J.*, 321 (1987), 813.
- [ 17 ] Patterson, J., *Ap. J. Suppl.*, 45 (1981), 517.
- [ 18 ] Horne, K., *MNRAS*, 213 (1985), 129.
- [ 19 ] Zhang, E. H., Robinson, E. L. and Nather, R. E., *Ap. J.*, 305 (1986), 740.



- [20] Ritter, H., in *High Energy Astrophysics and Cosmology*, 207, ed. by Yang Jian and Zhu Cisheng, (1983).
- [21] Verbunt, F. and Wade, R. A., *A. Ap. Suppl.*, 57 (1984), 193.
- [22] Sulkanen, M. E., Brasure, L. W. and Patterson, J., *Ap. J.*, 244 (1981), 579.
- [23] Kiplinger, A. L., *Ap. J.*, 236 (1980), 839.
- [24] Ritter, H., *Astr. Ap., Suppl.*, 57 (1984), 385.
- [25] Robinson, E. L., in *IAU Coll. No. 72*, p. 1, (1983).
- [26] Paczynski, B. and Sienkiewicz, R., *Ap. J.*, 268 (1983), 825.
- [27] Robinson, E. L., Barker, E. S., Cochran, A. L., Cochran, W. D. and Nather, R. E., *Ap. J.*, 251 (1981), 611.
- [28] Rappaport, S., Verbunt, F. and Joss, P. C., *Ap. J.*, 275 (1983), 713.
- [29] Verbunt, F., *MNRAS*, 209 (1984), 227.
- [30] Bath, G. T. and Pringle, J. E., *MNRAS*, 194 (1981), 967.
- [31] Osaki, Y., *Publ. Astr. Soc. Japan*, 26 (1974), 429.
- [32] Cannizzo, J. K. and Wheeler, J. C., *Ap. J. Suppl.*, 55 (1984), 367.
- [33] Papaloizou, J., Faulkner, J. and Lin, D. N. C., *MNRAS*, 205 (1983), 487.
- [34] Smak, J., *PASP*, 96 (1984), 5.
- [35] Osaki, Y., *A. Ap.*, 144 (1985), 369.
- [36] Paczynski, B., in *Cataclysmic Variables and Low-mass X-ray Binaries*, 1, ed. by D. Q. Lamb and J. Patterson, (1985).
- [37] Bond, H. E., in *Cataclysmic Variables and Low-mass X-ray Binaries*, 15, ed. by D. Q. Lamb and J. Patterson, (1985).
- [38] Patterson, J., *Ap. J. Suppl.*, 54 (1984), 443.
- [39] Shafter, A. W. and Robinson, E. L., *Bull. Am. Astr. Soc.*, 17 (1985), No. 1, 513.
- [40] Ritter, H., *A. Ap.*, 169 (1986), 139.

(责任编辑 刘金铭)

## Cataclysmic Variables

Zhang Erho

(Beijing Observatory, Academia Sinica)

### Abstract

The cataclysmic variable is a close binary system, in which a low-mass, late-type secondary star fills its Roche lobe and is transferring its mass to a white dwarf primary star. In most of these systems the transferred mass forms an accretion disk around the primary star. Cataclysmic variables are important objects to our understanding accretion processes, evolution of close binaries, and other interesting issues. In the present paper a summary of observational researches on cataclysmic variables is given and a few unsolved problems are discussed as well.