Draft version November 25, 2026 年使用
AASTeX62 中的 LaTeX 默认样式排版

arXiv:2611.33002v1 [astro-ph.SR] 24 Nov 2026

银河系和小麦哲伦云中三颗本征光度高的长周期相互作用食双星研究

T. J. Davidge[1]

[1] *Dominion Astrophysical Observatory,*
Herzberg Astronomy & Astrophysics Research Center,
National Research Council of Canada, 5071 West Saanich Road,
Victoria, BC Canada V9E 2E7
tim.davidge@nrc.ca; tdavidge1450@gmail.com

摘要

利用档案光度和光谱观测，研究了食双星 SMC004701.39-732645.8、SMC005609.41-722809.2 和 PW Pup 的性质。这些系统的轨道周期均为数百天，并包含演化程度较高的成员星，其温度差至少为 $\sim 1000-2000K$。小麦哲伦云系统是该星系中可见光波段最明亮的食双星之一，并表现出过量热辐射，这种辐射似乎是该星系中高光度 K 型和 M 型巨星的典型特征。SMC004701 的初步质量函数表明，次星的最小质量为 $3.8 \pm 0.8 M_{\odot}$，而 PW Pup 的质量函数显示，次星的最小质量为 $3.2 \pm 0.3 M_{\odot}$。利用可见光和中红外（MIR）波段的观测，研究了不同质量比范围内的光变曲线参数。结果表明，SMC004701 可能会被证实为一颗可见光波段的双线光谱双星。然而，除非能够观测到来自星周盘的辐射，红外观测很可能是探测另外两个系统中次星光的必要手段。三个系统都很可能经历过质量转移，并且其成员星的初始质量对应于主序上的 B 型光谱。与次星相关的光可能来自壳层或星周盘，而该壳层或星周盘遮蔽了一颗更热的中心恒星。

1. 引言

太阳邻域中的大多数相互作用双星，其轨道周期 $\log(P_{day}) < 2$。尽管显然存在例外，但其中大多数由低质量和中等质量恒星组成，质量转移始于主星处于主序演化阶段或主序后演化早期阶段时。相互作用开始时恒星演化的程度十分重要，因为相互作用发生前的内部演化程度会影响恒星对失质量和吸积的响应，而这两者是决定演化末期阶段的关键因素

的系统演化（例如，R. Kippenhahn & A. Weigert 1967；H. Ge 等，2020年）。

轨道周期 $\log(P_{day} > 2)$ 的相互作用系统相对少见，而且其相互作用很可能始于至少一个组分比短周期系统演化得更晚的阶段。这类长周期相互作用系统可能是银河系中最明亮的天体之一，其性质源于与单星显著不同的演化过程。其中一些系统也可能拥有大质量前身星。研究大质量相互作用双星颇有意义，因为它们在许多天体物理过程中发挥重要作用，包括宇宙的再电离和持续进行的化学演化（例如，S.-H. Tsai et al. 2023）。大质量恒星之间的相互作用还可能决定致密相对论性遗迹的质量分布（例如，F.R. N. Schneider et al.2023）。

银河系中已知的长轨道周期相互作用双星数量有限。然而，通过研究邻近星系可以扩大目标样本，因为对恒星组成的全景式观测提高了发现罕见系统的可能性。作为距离最近且规模较大的星系，麦哲伦云在研究和刻画此类罕见天体方面发挥着独特作用，因此一直是光度巡天观测的热门目标，用于识别变星（例如，C. H. Payne-Gaposchkin & S. Gaposchkin 1966；C. H. Payne-Gapsochkin 1971；A. Udalski et al. 1997年）。OGLE（A. Udalski et al. 2015，以及其中的参考文献）和MACHO（C. Alcock et al.2000，以及其中的参考文献）巡天观测尤其值得关注，因为它们利用数字探测器，在数年时间跨度内获取了大量

麦哲伦云中变星的光变曲线。因此，它们显然是可以从中筛选出长周期相互作用食双星系统、以供进一步研究的数据集。麦哲伦云中的天体是银河系对应天体的有趣比较对象，因为它们的化学丰度与太阳邻域中的化学丰度存在系统性差异。这些差异会影响相互作用的性质以及后续相互作用双星系统的演化（例如，T. J. Davidge 1988；S.-H. Tsai et al. 2023）。

本研究考察了三个周期超过100天的食双星系统。其中两个位于小麦哲伦云，选自OGLE巡天；第三个位于银河系。小麦哲伦云系统所处的视场相对不拥挤。三者的光变曲线均为“EB”型，表明至少有一个组分发生了潮汐形变。极小值深度的差异也表明，组分之间存在显著的温度差，这可能是因为它们处于不同的演化阶段，也可能是其中一个组分被不透明盘遮挡。根据光谱型和/或颜色，这些系统的主星均已演化离开主序，目前是一颗黄超巨星。

SMC004701.39-732645.8（OGLE-SMC-ECL-1141；下文简称SMC004701）是麦哲伦云中最亮的食双星之一。其周期为346天，接近OGLE巡天中食双星系统的长周期端。MACHO巡天期间记录的观测也提供了覆盖多个周期的光变曲线（L. Faccioli等，2007）。对2MASS（M. F. Skrutskie等，2006）图像的检查表明，该系统相对孤立；与位于更拥挤环境中的系统相比，场星造成显著影响的可能性较小。奇怪的是，SMC004701在GAIA DR3中被分类为造父变星。

有证据表明，SMC004701的组分曾发生相互作用。OGLE和MACHO的光变曲线均显示出逐周期散布，这可能是质量转移的特征。该系统也是H波段α辐射源（E. M. Lindsay 1961）。WISE（E. L. Wright 等（2010））巡天中的光度测量值表明，该系统存在中红外（MIR）辐射 excess，并将在第2节进一步讨论这种辐射。H波段α 和热辐射表明，可能存在由质量转移导致的星周和/或环系统物质。

SMC004701的各种性质汇总于表1，其中大多数数据来自GAIA DR3（GAIA合作组 2023）。 $E(bp-rp)$是SMC004701周围60角秒范围内Gp ≤ 18 源的平均E(bp-rp)色 excess。计算平均色 excess时，仅考虑视差 ≤ 0.05 毫角秒的天体。SMC004701的E(bp–rp)与 $E(bp-rp)$ ~~之差表明，~~ SMC004701的消光程度高于其1角分范围内的其他源，这种局部消光提示存在环系统壳层。然而，由于检测到了径向速度变化（第2.2节），该壳层的光学深度并未大到足以在可见光波段掩盖主星的信号。SMC004701的有效温度和表面重力估计值与G型巨星相符，表明主星已离开主序。

与SMC004701一样，SMC005609.41-722809.2（OGLE-SMC-ECL-3367；下文简称SMC005609）是小麦哲伦云中最明亮的食双星之一，其周期也属于最长之列。它位于疏散星团NGC 330附近，该星团的年龄为 $\sim 20-45$ 百万年（L. R. Patrick等，2020，以及其中的参考文献），可能存在~ 8 百万年的年龄弥散（A. P. Milone等，2018）。假设其金属丰度与小麦哲伦云相似，则该星团的主序转折质量范围为 $\sim 8-11 M_{\odot}$（A. Dotter，2016；J. Choi等，2016）。因此，如果SMC005609是NGC 330的成员，那么其组分的初始质量应与主序B型星的质量相对应。

P. C. Schmidtke等人（2008年）研究了 I SMC005609的光变曲线，这是对NGC 330中变星进行巡天的一部分。分析仅限于OGLE II测量数据，他们注意到，与数据集中的其他变星相比，该系统的颜色非常红。该系统存在Hα 辐射（N. Meyssonnier和M. Azzopardi 1993），且其性质具有变异性。C. Martayan等人（2007年）发现，其光学光谱与冷星的一致，并提出Hα 辐射形成于次星周围的星周盘中，或形成于环系统盘中。如第2.1节所示，该系统还存在红外超量发射，这与各组分曾发生相互作用的观点一致。SMC005609和SMC004701的红外光谱能量分布（光谱能量分布）相似（第2.2节）。

SMC005609的各种性质汇总于表1中，其中主星的有效温度取自S. C. Keller （1999年） 根据宽带红外测量得到的结果。 $E(bp-rp)$采用与SMC004701相同的判据计算，其数值低于SMC004701。尽管SMC005609在GAIA DR3中没有表面重力记录，但主星很可能是一颗中等程度的红巨星/超巨星。表1中的有效温度与早期K型光谱相符。

第三个系统是 PW Pup，这是一个研究较少的银河系食双星系统，周期为 158 天（O. J. Eggen 1983年）。在 O.J. Eggen (1983年) 的光变曲线中，主食似乎是全食，这为

表1. 选定系统属性

量[a]	SMC004701	SMC005609	PW Pup
周期[b] (天)	346.3	455.9	158.0
E_0[b]	2457339.7301	2457166.5385	2445340
G星等	15.0	14.1	9.1
bp-rp星等	1.5	1.4	1.3
E(bp-rp)星等	$0.564^{+0.1}_{-0.1}$	–[c]	$0.750^{+0.11}_{-0.37}$
$\overline{E(bp-rp)}$[d] (星等)	0.229 ± 0.035	0.157 ± 0.027	0.996 ± 0.081
π[e] (毫角秒)	0.00 ± 0.02	0.00 ± 0.014	0.24 ± 0.02
RUWE	0.96	1.04	1.74
T_{eff} (K波段)	5041^{+20}_{-21}	4355	6291^{+130}_{-123}
表面重力对数	$2.89^{+0.02}_{-0.05}$	–[c]	$1.68^{+0.01}_{-0.03}$

[a]大多数光度、天体测量、T_{eff}和表面重力对数数据均基于 GAIA DR3 中的数据，但 SMC005609 的有效温度除外，该温度数据来自 S. C.Keller (1999年)。

[b]极小值的周期和时刻来自 M. Pawlak 等人(2016年) 以及 N. N. Samus 等人(2017年)

[c]GAIA档案中未列出。

[d]附近恒星的平均 E(bp-rp)色 excess。

[e]视差（mas）。

相较于部分食系统，可以对光度质量比设定更严格限制的可能性。它也是《变星总表》中周期最长的 EB型食双星系统之一（N. N. Samus 等，2017年）。

R. H. Humphreys （1975年）将该系统归类为F2epIab ＋ B8光谱型，其中F型超巨星是蓝色波长下光的主要贡献者。 R. H. Humphreys （1975年）还指出，较低阶的巴耳末线具有P Cygni轮廓，表明存在膨胀介质。然而，PW Pup的中红外光谱能量分布没有显示出与SMC004701和SMC005609相关的大尺度过量热辐射的证据（第2.2节）。

有迹象表明，PW Pup中的恒星正在发生相互作用。 P.W.Merrill （1942）将该系统确定为H波段α 辐射源。 B. W. Bopp等 （1991）探测到显著的近紫外发射，这是质量转移的典型特征（例如， M. Plavec & R. H. Koch 1978），并指出，与其他包含一个热成分和一个冷成分的系统相比，PW Pup具有“显著的”中紫外特征。不过，他们的图9中2900至 3000 Å的中紫外光谱显示，通量向较短波长方向递减，其趋势比他们研究中的另外两个系统更为陡峭。

表1总结了PW Pup的各种性质。计算 $E(bp-rp)$仅限于视差为 ≤ 0.2 毫角秒、距该系统60角秒以内的天体。PW Pup的bp–rp色 excess小于天空中附近源的平均色 excess。表1中PW Pup的GAIA重正规化单位权重误差（RUWE）尤其值得关注，因为它超过了 ~ 1.25 Z. Penoyre等人(2022)为天体测量参数稳定性建议的阈值。若GAIA能够分辨组分的轨道运动，和/或该双星系统存在一颗未分辨伴星，PW Pup双星系统围绕这颗伴星运动，则可能导致RUWE较大。第5节提供的证据表明，R. M. Humphreys(1975年)光谱中的微弱B型星特征源自一个不同于构成食双星系统的恒星的天体。

鉴于这些系统中各组分具有较高的光度和适中的温度，它们很可能已经演化离开主序。本研究重点对这些系统的光变曲线进行建模，并针对其中两个系统，利用档案光谱观测对组分质量给出限制。

波长为 $< 1\mu$m 处的光变曲线是测光分析的核心，此外，还对 NEOWISE测光巡天期间获取的 WISE W1（$\sim 3.4\mu$m）和 W2（$\sim 4.6\mu$m）滤光片观测数据进行了建模（A. Mainzer 等，2011，2014）。中红外光变曲线的数据点比在较短波长处的光变曲线更稀疏，且提取自角分辨率低于可见光观测的图像；但它们仍有望为次星及壳层和吸积盘等其他低温天体的有效温度提供额外信息。如果存在光学厚度适中的星周和/或环系统盘，中红外观测也可能穿透视线消光。

2. 辅助信息

2.1. 光谱能量分布

尽管可见光和红光波段的测光观测一直是获取光变曲线参数的主要手段，但这三个系统也都具有延伸至 24μ米的中红外测光。中红外观测有助于了解系统中较冷天体的性质，例如伴星以及环系统+ 星周物质。其中一些观测还在多个观测历元进行记录，因此可用于构建中红外光变曲线。

光谱能量分布在 $1-25\mu$米区域的结果如图1所示。星等采用AB星等系统表示，并已归一化为J波段、H波段和K波段测量值的平均值（即介于 ~ 1 和 2.5μ米之间）。近红外测量来自2MASS（M. F. Skrutskie 等（2006））巡天，而中红外测量来自WISE（E. L. Wright 等（2010））全天数据发布 [1]。

图1还展示了两个小麦哲伦云巨星的光谱能量分布；根据对光变曲线的分析，这两个巨星的有效温度与小麦哲伦云系统中伴星的有效温度相当。除有效温度与伴星相近外，选择这两个巨星还因为它们位于小麦哲伦云密度较低的外部区域，因此不会受到亮度相近恒星的影响。图1中给出的这些巨星的有效温度来自GAIA DR3档案。图中还绘制了太阳邻域G2V型恒星HIP 52192的光谱能量分布，以展示一个有效温度与主星相差不大的天体的光谱能量分布，但该天体缺乏非恒星中红外辐射。

这些双星系统的光谱能量分布之间存在明显差异。小麦哲伦云双星的光谱能量分布在 11μm波长以上出现的上扬，表明存在一个（或多个）有效温度为几百K的源。小麦哲伦云巨星的光谱能量分布也以惊人的程度呈现出与SMC004701和SMC005609光谱能量分布相似的总体形状。由于这些参考星推测并不属于经历过质量转移的双星系统，因此这表明，尽管从小麦哲伦云双星探测到的中红外辐射可能主要由与伴星相关的物质产生，但没有证据表明它源自因质量转移而形成的不透明盘。相比之下，PW Pup的中红外辐射在更长波长处没有向上的断点，这与中红外辐射源自较暖源的情况一致，例如没有包层的冷恒星伴星。

星周和环系统物质会吸收光。SMC004701 的 E(bp-rp)色 excess 超过 $E(bp-rp)$，这表明中红外辐射及其相关消光与该系统有关。尽管 GAIA DR3 中没有 SMC005609 的 E(bp-rp)估计值，但其光谱能量分布的形状与 SMC004701 相似，这表明该系统的中红外辐射可能具有相似的起源。

表1中 PW Pup 的红化估计低于邻近恒星。鉴于其较低的银河纬度，沿此视线及其附近的消光很可能并非均匀分布。尽管 PW Pup 相对较低的色 excess 不能排除存在环系统壳层的可能性，但中红外光谱能量分布表明，如果存在壳层，那么与小麦哲伦云系统相比，它可能距离该系统更远。

2.2. 径向速度

SMC004701 和 PW Pup 已发表的速度测量可用于估算它们的质量函数，进而为其伴星的质量设定下限。SMC004701 有两组速度测量数据。其中第一组是平均径向速度，由 GAIA 在 731.6 天的时间间隔内进行的 8 次测量得出。所得平均值为 123.4 ± 9.4 千米/秒；单次测量的速度未发表。该平均速度的不确定度反映了组分的固有运动以及单次测量中的不确定度。

[1] https://irsa.ipac.caltech.edu/data/WISE/docs/release/All-Sky/index.html

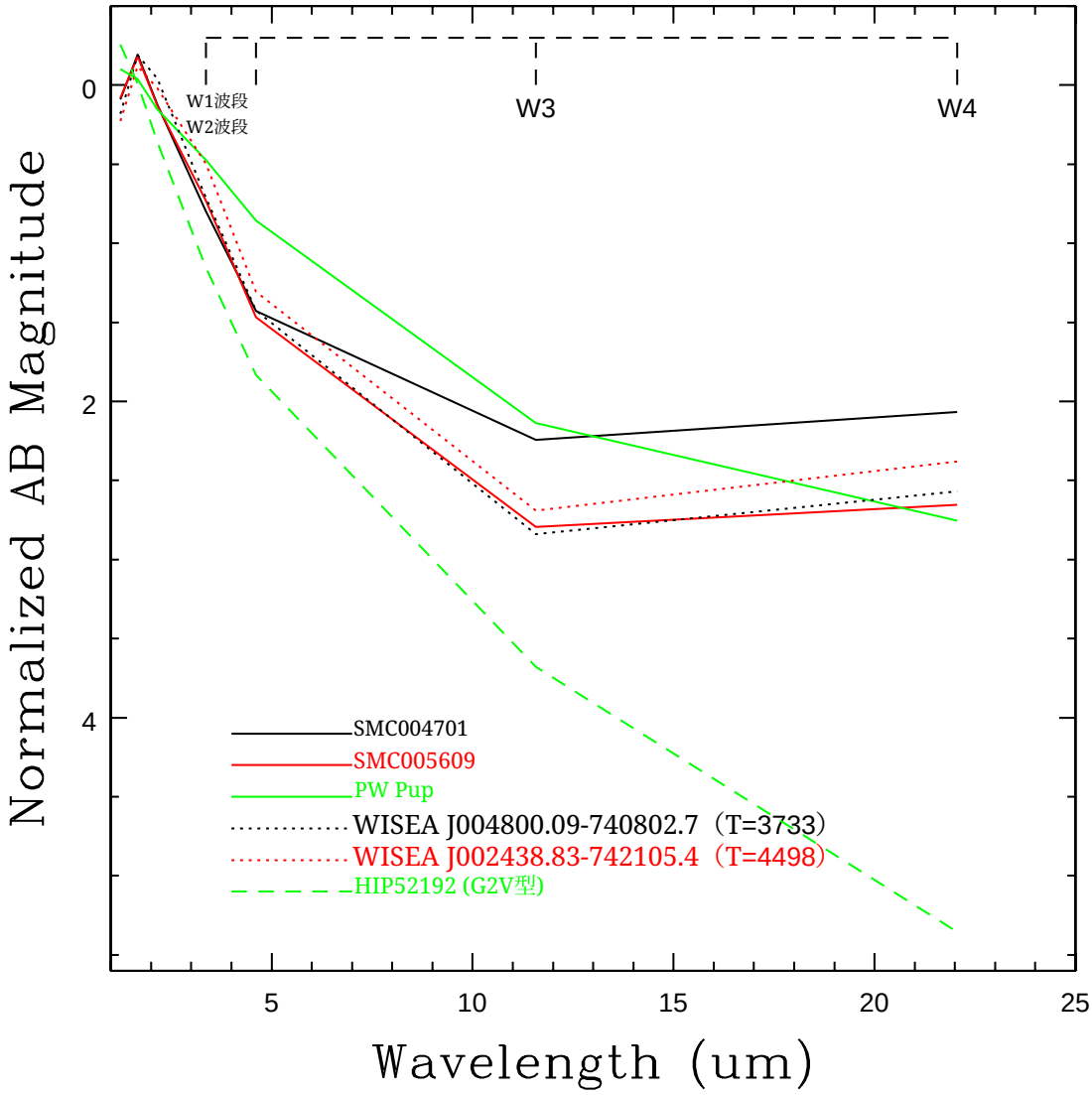


图1. 根据 2MASS 和 WISE 测光构建的红外光谱能量分布。图中展示了以$1-2.5\mu$m 区间内的平均值归一化的 AB星等，并标出了四种 WISE滤光片的中心波长。三颗双星的光谱能量分布均显示出显著的中红外辐射。然而，小麦哲伦云系统的光谱能量分布形状（波长长于 11μm 时向上拐折）与 PW Pup 的光谱能量分布（没有向上拐折）之间的差异，表明辐射源具有不同的特性。图中还展示了以下对象的光谱能量分布：（1）两颗孤立的小麦哲伦云巨星，其 GAIA DR3 有效温度分别为 $3733K$ 和 $4498K$；（2）G2V型恒星 HIP 52192。纳入后者是为了展示一种温度适中的辐射源的光谱能量分布，该辐射源没有（或只有极少）非恒星辐射。两颗小麦哲伦云双星的光谱能量分布与小麦哲伦云巨星的光谱能量分布十分相似，这表明这些系统中伴星发出的光可能来自与这些恒星相关的星周物质，而非质量转移所致。

P. D. Dobbie 对 SMC004701 进行了一次独立的速度测量，结果为 169 千米/秒，不确定度为 ≤ 5 千米/秒，P. D. Dobbie 等人（2014）。该结果与 GAIA 平均速度的差异超过 4σ 水平，并为径向速度曲线的全振幅设定了限制。为质量函数设定下限，最基本的方法或许是直接忽略 GAIA 速度是在较宽的相位范围内记录的平均值这一事实，因此它是系统平均速度的估计；相反，假设 GAIA 和 Dobbie 等人的测量彼此独立，并且采样了不同的随机相位。由此得到速度变化全振幅的一个极端下限，即 ABS$(123.4\pm9.4-169\pm5)=46\pm10$ 千米/秒。最小半振幅

主星径向速度曲线的速度为 23 ± 5 km/sec，因此 SMC004701 的质量函数下限为 0.4 ± 0.1 M$_\odot$。

如果已知轨道偏心率、周期和合相时刻，就可以更现实地估算质量函数。更具体地说，只要知道基准系统速度，即使仅有一次速度测量，也能对 SMC004701 主星径向速度曲线的振幅设定上下限。P. D. Dobbie 等人(2014) 于2011年10月18日、20日和21日夜间观测了包含 SMC004701 的小麦哲伦云区域。取儒略日 JD 为 2455855，则这些观测的轨道相位为 ~ 0.71，恰好接近一个轨道正交点——相位为 0.75 时的峰值径向速度将比 Dobbie 等人的速度高 $\sim 3\%$。尽管观测日期存在 ± 2 天的不确定度，但鉴于该系统的周期较长，这只是计算轨道相位时一个较小的不确定度来源。

GAIA SMC004701的平均速度落在J. Harris& D. Zaritsky (2006)和P. D. Dobbie等 (2014)针对小麦哲伦云该区域场星测得的范围内，因此将GAIA平均速度测量值作为平均系统速度。我们提醒注意，J. Harris & D. Zaritsky (2006)和P. D. Dobbie等 (2014)发现，包含SMC004701的小麦哲伦云区域内场星的速度弥散为 $\sim \pm 25$ km/sec，这使得GAIA平均速度与邻近场星的典型速度之间的一致性有所降低。尽管存在这一限制，鉴于光变曲线表明轨道偏心率为0，径向速度曲线的估计半振幅为 47 ± 10 km/sec。由此得到的质量函数为 3.8 ± 0.8 M$_\odot$，并将其作为SMC004701的首选质量函数。

利用 GAIA DR3 中的测量结果，可以对 PW Pup 的质量函数作出一个相当可靠的估计。该系统的径向速度振幅列为 116.2 km/sec，这是基于在 857.2 天时间间隔内进行的 13 次观测得到的（约 4 个轨道周期）。因此，以系统速度为基准测得的主星最大径向速度估计值为振幅的一半，即 58.1 km/sec。系统速度的不确定度——我们将其取作用于确定速度振幅的各次测量平均值的误差——为 ± 11.5km/sec。假设单次测量的不确定度相较于整体速度变化很小——鉴于 PW Pup 的亮度，这是一个合理的假设——那么，对于半振幅为 58.1 km/sec 的主星径向速度曲线，其质量函数为 3.2 M$_\odot$ ± 0.3。获得更完整的速度测量后，质量函数可能会发生变化。不过，可以明确的是，次星具有超太阳质量。

3. SMC004701

3.1. 光变曲线和颜色曲线

B，V、和 I 对SMC004701的观测是OGLE III（A. Udalski 等，2015）和MACHO（C. Alcock 等，2000及其中引用的文献）巡天观测的一部分。OGLE 观测中相位覆盖最广的是 I，但次食的中心区域未被观测到。相比之下，MACHO V 和 R光变曲线覆盖了所有轨道位相。由于该系统周期较长，TESS对SMC004701的测量未予考虑，因为其光变曲线覆盖不连续。TESS观测的角采样为21角秒，这也可能导致其他小麦哲伦云源造成显著污染。

该 R SMC004701的光变曲线见图2上图。主极小宽而深，表明至少一个组分的尺寸相对于轨道间距而言很大。此外，还存在逐周期光度变化，在主极小较低的部分最为明显；这些变化在OGLE测光中也很明显。虽然此处未展示，但在 V 光变曲线中，这些变化更为显著，说明其可能源自温度高于主星的光源。在存在持续质量转移的系统中，逐周期变化很常见（例如，A. Fresa，1957；D. R. Gies 等，2025），因此，SMC004701光变曲线中出现此类变化可能是相互作用的迹象。该系统存在轻微的奥康奈尔效应（D. J. K. O'Connell，1951），表明至少一个组分上的亮度分布不均匀。这种特征也可能与组分间的相互作用有关（例如，T. J. Davidge 和 E. F. Milone，1984）。

利用 NEOWISE巡天记录的光度测量值，构建了图2中间面板所示的 W1波段光变曲线。要使 W1波段和 I 光变曲线中的主极小相匹配，轨道相位需要偏移 0.025 个单位。目前尚不清楚这一偏移是否与可见光光变曲线中主极小最深部分的性质所呈现的逐周期变化有关。我们将其标记为一项光度特征，待未来对该系统进行更长时间基线的观测后进一步研究。

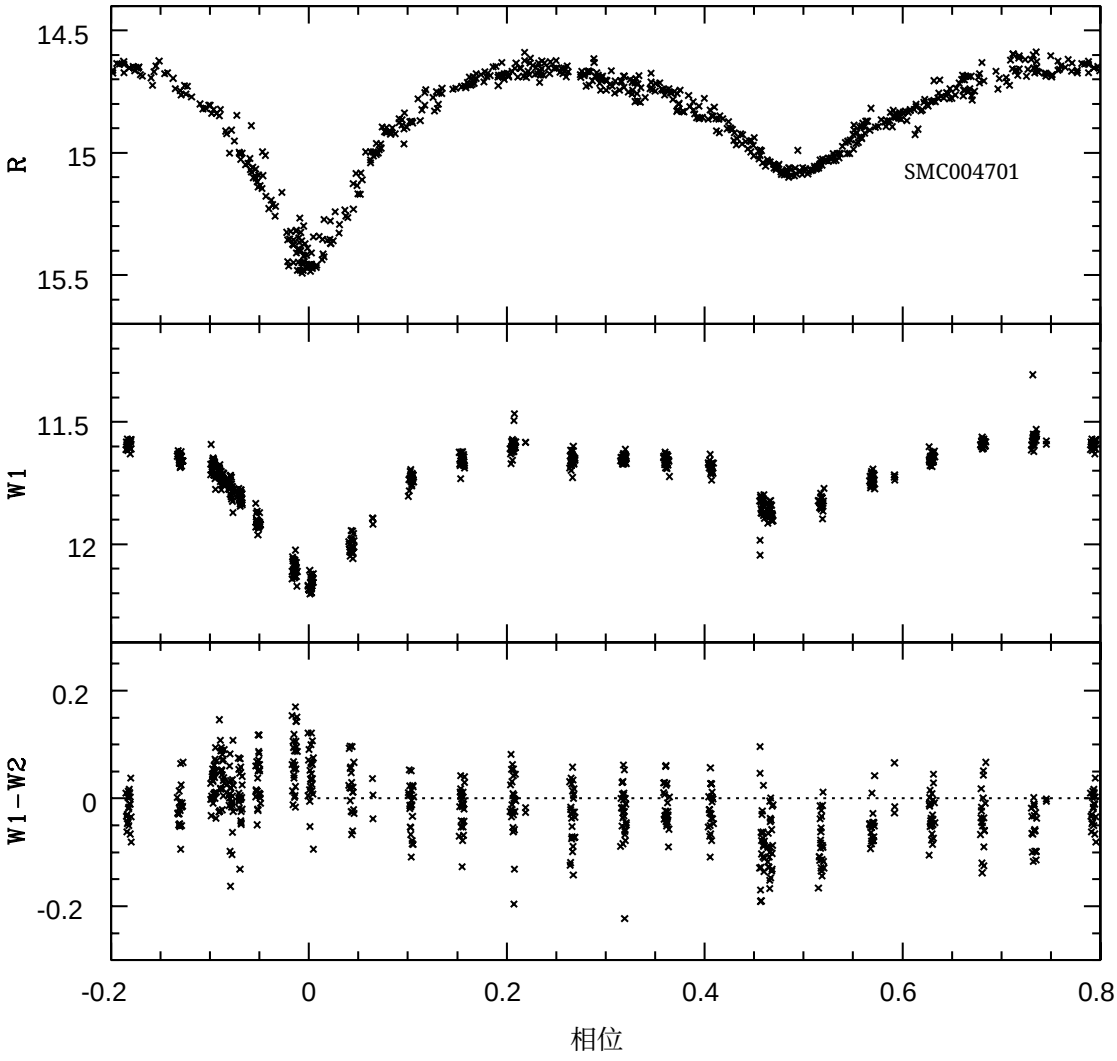


图2。 根据 M. Pawlak 等人 （2016年）的历元，将 SMC004701 的观测数据按相位折叠。MACHO R 光变曲线显示在顶部面板，中部和底部面板分别显示 W1波段和 W1–W2颜色测量值。在R 主极小及其他相位处所见的光变曲线离散，表明存在类似于相互作用系统中所观察到的周期间光度变化。相比之下，在多个轨道周期内记录的 W1 测量值和 W1–W2 颜色的散布，与根据单次测量的预期不确定度所预测的散布相当（$\sim \pm 0.02 - 0.3$ 星等）。这些红外中的变化振幅较低，与其源自相对较热的源相一致。

在 W1波段和 W2波段图像中记录的角分辨率为 ~ 6 角秒半高全宽（E. L. Wright 等（2010））。因此，虽然在小麦哲伦云中混叠是一个值得关注的问题，但 2MASS 和 WISE 图像显示，该系统并非处于有亮度相近恒星的拥挤环境中。 T. J. Davidge （1987、1988）考察了小麦哲伦云和大麦哲伦云中不属于星团的早型食双星周围环境，发现明显的污染源通常位于角偏移超过 10 角秒处。

NEOWISE观测跨越了10个轨道周期。W1波段光变曲线的相位覆盖零散，这是由NEOWISE巡天的采样 cadence 与系统的长周期共同造成的。单次W1波段光度测量值的预期不确定度为 $\pm 0.02 - 0.03$ 星等，这与光变曲线中各点聚集区域的散布大致一致。W1波段光变曲线在

每个相位上的散布主要由观测不确定度造成，而非内禀光度变化；如果这些变化与高温区域有关，这正是预期的情况。

图2底图显示了W1–W2颜色，各相位的散布与单次测量不确定度所预期的情况相符。W1–W2颜色并非随轨道相位保持恒定：主极小时颜色比次极小时更红。下一节将表明，观测到的W1–W2颜色变化幅度大于仅由恒星食所能解释的幅度。图1中SMC004701的光谱能量分布表明，在更长波长记录的光变曲线中，冷盘的证据可能会更加明显。遗憾的是，W3和W4测量并非NEOWISE巡天的一部分，因此目前尚无法考察 $\sim 6\mu$m长波长处辐射对相位的依赖性。

3.2. 光变曲线建模

MACHO R 光变曲线构成了建模实验的基础，不过，为了考察某些系统组成部分是否具有更广泛的适用性，也考虑了W1 观测。光变曲线模型与 R中的未分箱观测进行了比较；鉴于W1波段光变曲线的观测在相位上呈聚集分布，因此计算了其标准点。标准点通过对每组WISE数据点取星等中值获得，每组通常包含在两天内记录的 $\sim 20-30$ 次观测。少数标准点基于少于10次观测。

模型光变曲线由 PHOEBE（A. Prsa 和 T. Zwitter，2005）软件包生成。采用了适用于小麦哲伦云的金属丰度。主星定义为较热恒星，其有效温度 T_1, 固定为表1中的数值。根据组分的性质，边缘昏暗系数和重力昏暗系数也固定为标准值。尽管存在轻微的奥康奈尔效应，但未考虑斑点。假设第三光可以忽略不计。

此处使用的 PHOEBE 版本不支持 W1波段和 W2波段滤光片。因此，鉴于中心波长相近，采用 Johnson L和M通带作为 WISE滤光片的替代。不过，模型星等的光度零点存在不确定度，因此未对 W1波段和 W2波段测光进行绝对意义上的建模。因而，与 W1–W2观测的比较是差分性的，并通过平移使其与平均 W1–W2颜色相匹配。

由极小值相对深度所反映的组分有效温度差异表明，这些组分很可能并未处于接触状态，尽管此处得到的光变曲线参数显示它们接近接触构型。对于基准光变曲线模型，我们采用了主星与其洛希瓣相接触的半相接构型。这是基于目前针对该系统（以及其他系统）所能获得的有限信息而作出的实际选择。尽管这一做法实际上引入了一个演化模型，但试验表明，在施加其他几何约束的情况下，系统参数并不会发生很大变化，因为两个组分都接近充满各自的洛希瓣。

基准模型不包括次星周围的不透明盘。在经历过质量转移的某些系统中存在此类吸积盘，例如 β Lyrae（例如 M. Zhao 等（2008））以及像 W Cru 这样的较长周期系统（K. Pavlovski 等（2006））。这种性质的吸积盘有可能完全遮挡来自次星的光。然而，目前没有针对 SMC004701（或此处所研究的另外两个系统）的光谱观测，能够提供有关假定盘特征的信息。因此，对于 SMC004701，我们允许 T_2作为一个自由参数，同时认识到它可能代表包围着一个更热天体的不透明结构外部区域的有效温度。对于其他系统，由于有一些证据表明存在更热的组分，我们探讨了次星具有较高有效温度、但光度远低于主星的模型。

SMC004701的中红外光谱能量分布与小麦哲伦云场巨星相似，而后者推测并非经历过质量转移的双星。这表明辐射可能是次星固有的，因此不一定是质量转移造成的。尽管如此，尽管没有光学厚盘的证据，研究仍生成了一系列模型光变曲线，其中将次星设为畸变形状，以模拟厚盘的存在。这些模型未能再现光变曲线的特征，因此没有进一步研究盘模型。如果今后获得次星周围存在盘的光谱特征，则可重新考虑是否需要盘模型。

表2. SMC004701 的光变曲线参数

参数	q=0.7	q=1.0	q=2.0
T_1(K) [a]	5040	5040	5040
Ω_1	3.24	3.75	5.25
r_1^{pole}	0.387	0.356	0.300
r_1^{side}	0.408	0.374	0.313
r_1^{point}	0.527	0.483	0.420
r_1^{back}	0.438	0.405	0.346
T_2(K波段)	4332 ± 19	4422 ± 6	4346 ± 8
T_2^{W1}(K波段)	(3223 ± 7)	(3051 ± 55)	(3117 ± 44)
Ω_2	2.91 ± 0.02	3.38 ± 0.01	4.95 ± 0.02
Ω_2(W1波段)	3.07 ± 0.02	3.50 ± 0.02	5.09 ± 0.06
r_2^{pole}	0.383 ± 0.004	0.408 ± 0.002	0.441 ± 0.002
r_2^{side}	0.414 ± 0.005	0.440 ± 0.002	0.473 ± 0.003
r_2^{point}	0.611 ± 0.017	0.609 ± 0.005	0.611 ± 0.005
r_2^{back}	0.515 ± 0.017	0.516 ± 0.005	0.516 ± 0.005
i（度）	77.7 ± 0.3	76.2 ± 0.2	77.5 ± 0.1
i_{W1}（度）	(70.9 ± 0.3)	(68.5 ± 1.4)	(71.0 ± 0.8)
l_1^{bol}/l_2^{bol}	1.67	1.13	0.81
l_1^V/l_2^V	2.39	1.62	1.16

[a]保持固定

由于尚不清楚SMC004701的质量比，因此研究了一组涵盖不同质量比范围的初始模型 [1]，并将其与 R 光变曲线进行比较。光变曲线的弯曲程度可提供一些有关质量比的信息，因为最亮的组分受到潮汐形变，因此可能接近填满或已经填满其洛希瓣。尽管如此，在MACHO光变曲线中，质量比为0.7和2.0分别是能够较合理地匹配主极小宽度和深度的最低值与最高值。研究还针对质量比为1的情况生成了模型，以探索一组中间参数。

对 Ω 进行了微分修正2， i，并固定 T_2 ，同时保持各质量比不变。所有数据点均赋予相同权重。所得光变曲线参数汇总于表2，其中 1σ 列出了不确定度。最后两行显示了相对玻尔ometric改正和 V–波段光度，后者依据 P.J. Flower (1996) 提供的玻尔ometric改正计算得出。这些比值显示出模型之间存在显著差异，这与所考察的质量比范围相符。这表明，如果未来研究发现 SMC004701 在可见光波段是双线光谱双星，那么这将支持其质量比为 > 1。

表2各列中的不确定度仅适用于该组解中固定的质量比，因此是极端的下限，因为它们未考虑质量比本身存在的显著不确定度。通过比较三个质量比对应的 T_2、 i 和组分星半径，可估算出更切合实际的不确定度。由此得到的近似不确定度为：T_2 的 $\pm 45K$ 、 i 的 $\pm 0.8^o$ ，以及各种恒星尺寸估计值的 $\pm 0.05 - 0.06$。

模型光变曲线与图3上方图中的观测进行了比较。对于三个质量比，模型与 R 光变曲线之间都存在偏差。主极小的宽度略窄

[1] 本研究中的质量比定义为次极小时被掩食的恒星（较冷恒星）与主极小时被掩食的恒星（较热恒星）的质量之比。

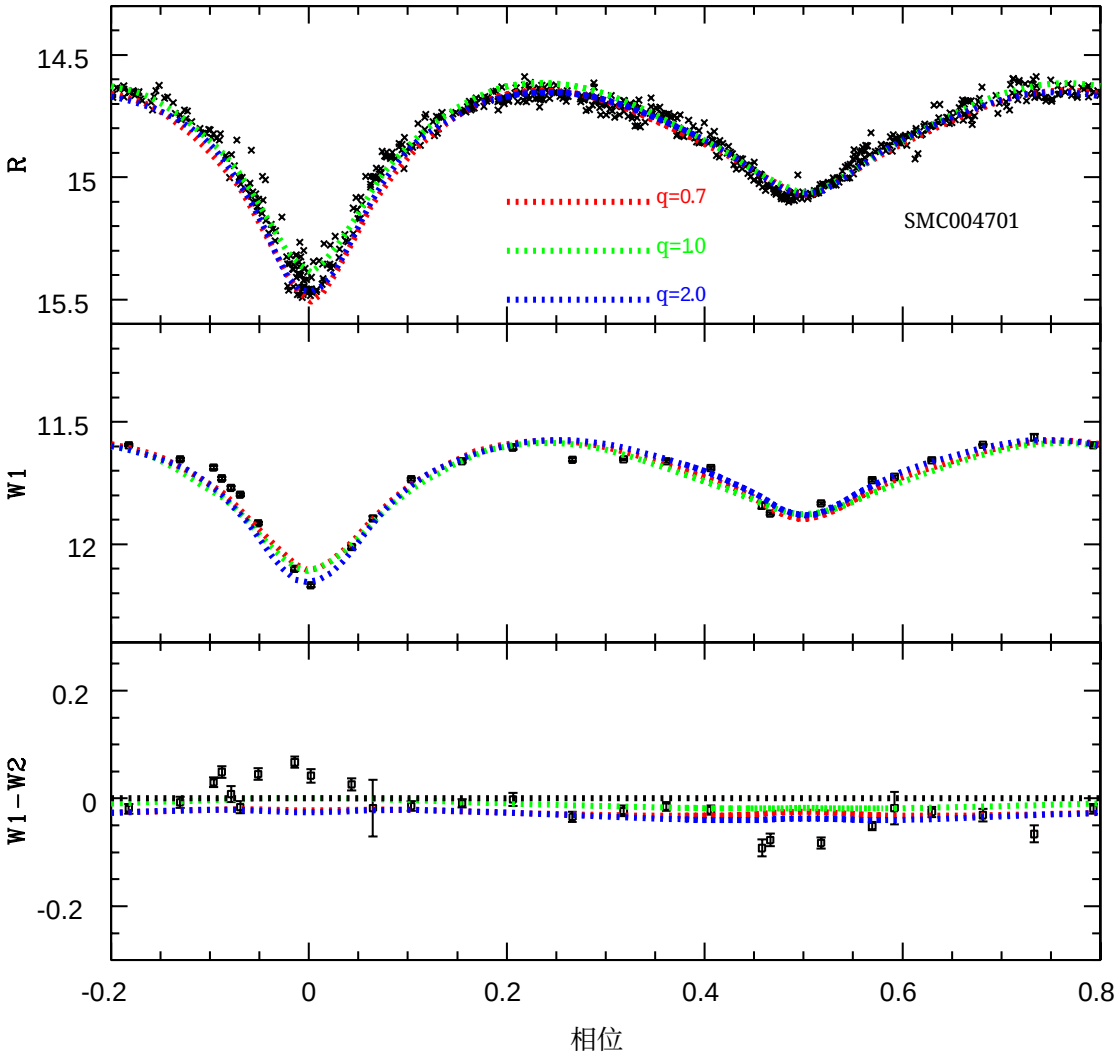


图3. 将SMC004701的MACHO R、W1波段及W1–W2颜色观测按相位折叠后，与模型进行比较。图中显示了W1波段和W2波段观测的标准点，误差条表示均值的 1σ 标准误差。用于构建各条光变曲线的数据列于表2。q=1.0模型偏离了 R中的主极小深度，但仍处于该相位点的离散范围内。三个模型都与W1波段光变曲线中的主极小相吻合。W1–W2颜色模型低估了颜色变化的整体幅度，这可能是由于存在热辐射，且其在W2波段中比在W1波段中更显著（例如图1）。

于模型的预测值，同时在匹配次极小的入食/出食方面也存在困难。我们推测，斑点（或多个斑点）可能造成了其中一些差异。

鉴于图1所示中红外光谱能量分布的性质，W1 观测颇值得关注。因此，基于 R 光变曲线确定的轨道要素生成的模型光变曲线无法匹配 W1 波段光变曲线中极小值的宽度和深度，也就不足为奇了。这反映出主导 R 和 W1 波段光变曲线的光源存在差异。

基于由 W1 观测生成的标准点对 T_2, Ω_2, 和 i 进行微分修正后得到的结果显示在表2的括号中。由 W1波段光变曲线得到的轨道倾角始终低于由 R得到的结果，而从 W1波段光变曲线得到的 T_2 系统性地低于从 R 光变曲线估计的值（即 W1波段光变曲线给出了主星与次星之间更大的温度差

）。从 R 光变曲线估计的 T_2 与 K 型或 M 型恒星的温度一致，而由 W1波段光变曲线得到的 T_2 与晚型 M 星的温度一致。

基于 W1 观测得到的 T_2 和 i 低于根据 R 光变曲线估算的值，这很可能是因为中等强度的暖辐射对中红外光有显著贡献。图3下图提供了支持这一判断的证据：假设主星和次星是仅有的光源时，模型预测的 W1–W2颜色变化幅度小于观测到的变化幅度。颜色随相位变化表明，至少部分热辐射可能源自星周。星体温度之间的差异大于预测值，是因为热辐射在 W2 波段中的光所占比例高于在 W1 波段中的比例。在多个轨道相位观测更长波长，是验证这一解释的一种方法。遗憾的是，ALLWISE 巡天样本中记录的 SMC004701 的 W3 和 W4 观测仅涵盖四个历元。

从表2所列的光变曲线参数中，可以得出一些总体结论。首先，两颗星始终接近洛希面，甚至处于接触状态。这表明质量转移已经发生或正在发生。此外，尽管质量比范围很大，次星的半径却非常相近，这表明该星沿指向点方向溢出其洛希瓣。若要保持在洛希瓣内，则需要更大的质量比，接近3。然而，如果 q=3.0，模型预测会出现全食，此时拟合主极小的深度便会遇到问题。

其次，次星的温度比主星低 $700-2000K$ 。这证实了它已高度演化，表明它是一颗冷巨星或超巨星，这与根据图1中 SMC004701 的中红外光谱能量分布所预期的情况一致。如前所述，所有中红外光都来自包围次星的光学厚盘，这种可能性不大，因为图1中中红外光谱能量分布的比较表明，SMC004701 与小麦哲伦云中其他（据推测为单星的）K 型和 M 型巨星具有相似的性质。更有可能的是，它是一颗从主星获得质量、如今正在演化的恒星。如果情况如此，那么质量比必定大于 1。

最后一个总体结论是，根据 R 光变曲线，轨道相对于视线的倾角为 76 至 78 度，这对利用光谱数据确定质量有影响。根据第 2.2 节中为 SMC004701 找到的第二个（更可靠的）质量函数，在每种质量比下，次星的绝对最小质量分别为 $\sim 9.2\pm1.9\,M_\odot$ (q=2.0) 和 $24\pm5\,M_\odot$ (q=0.7)。如果采用稍大的质量比，以容纳次星在指向点方向上的半径，那么次星的质量甚至可能低于 q=2.0 时的估算值。相比之下，若 SMC004701 被证实是可见光波段中的双线光谱双星，表2所列的光度比将支持一个 >1 的质量比。

4. SMC005609

4.1. 光变曲线和颜色曲线

SMC005609 的 OGLE I 光变曲线显示在图4上方面板中。虽然 V还有其他 OGLE 观测，但数量有限且相位覆盖不足，因此本文不予考虑。与 SMC004701 一样，由于相位覆盖不完整且小麦哲伦云场十分拥挤，因此未考虑 TESS 测光。

光变曲线的弯曲形态表明，一颗或两颗恒星都受到潮汐形变，并且接近充满、甚至已经充满其洛希瓣；这与下一节讨论的光变曲线解一致。光变变化的振幅也表明，其倾角可能小于 SMC004701。光变曲线中的散布很小，这表明即使存在质量转移，也不会在 I 中引发瞬态测光特征。没有奥康奈尔效应。

由于系统周期与 NEOWISE巡天的采样 cadence 恰好不匹配，W1波段光变曲线的相位覆盖零散，两者共同导致相位覆盖逐年缓慢进动。尽管 NEOWISE 观测未覆盖主极小最深处，但次极小的覆盖较好。W1–W2颜色似乎大致不随轨道相位变化，不过各相位点均存在散布。W1 和 W1–W2颜色中的散布与单次测量预期的不确定度一致，WISE测光没有逐周期变化的迹象。

4.2. 光变曲线建模

SMC005609 I 光变曲线的建模采用了与SMC004701相同的流程。除下一段讨论的包含高温矮星主星的模型外，

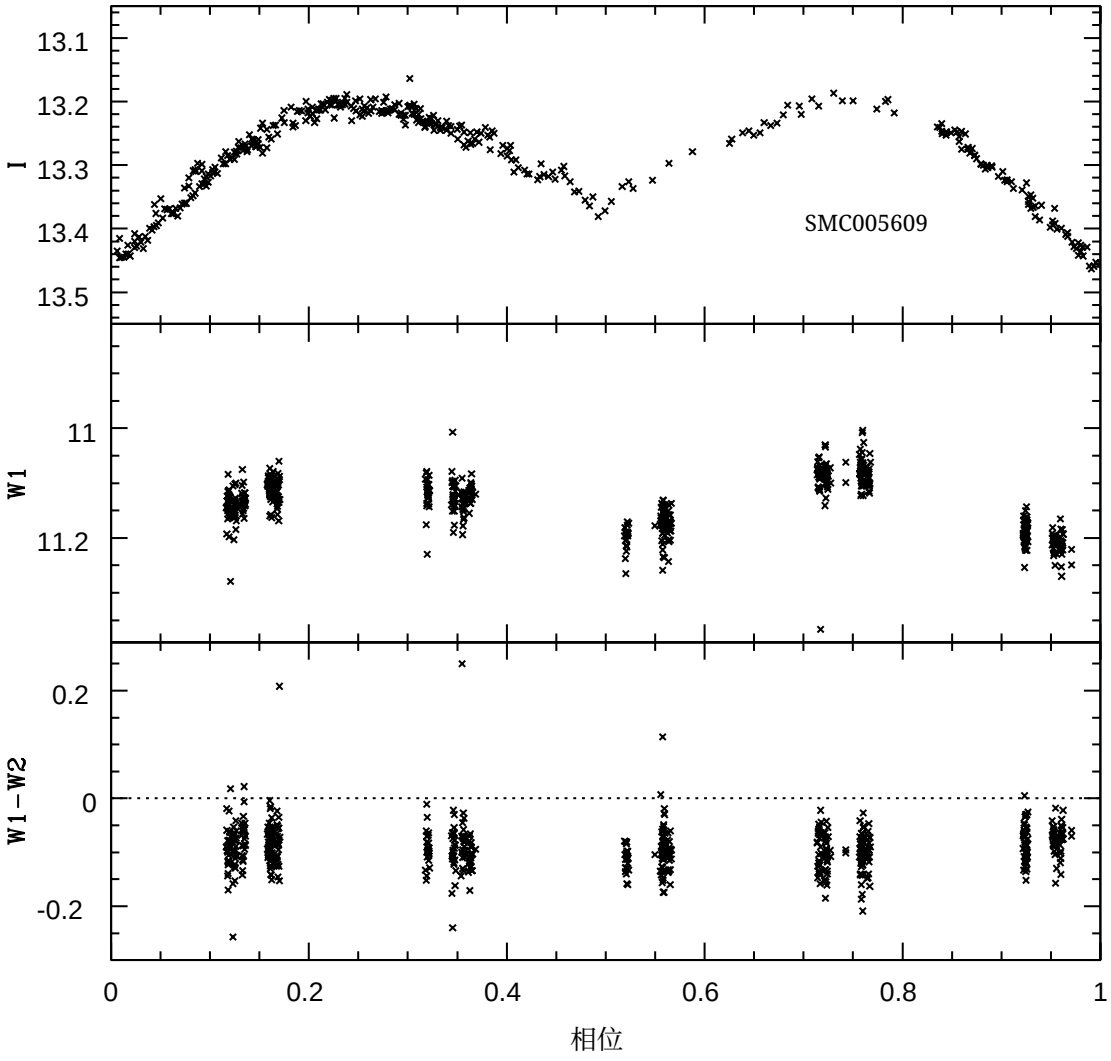


图4。 SMC005609的光变曲线和颜色曲线，根据 M. Pawlak等人 （2016年）星历折算为相位。由于该系统的长周期以及NEOWISE巡天的采样策略，WISE测光的轨道覆盖范围受到限制。WISE测光中的散布与单次测量的预测不确定度大致一致。没有证据表明存在瞬态测光特征或光变曲线在不同周期之间存在差异。

采用了主星与其洛希瓣接触的半相接构型。假定金属丰度适用于小麦哲伦云。

一条档案紫外STIS光谱显示，SMC005609 [1]，系统中可能存在热星或其他辐射源。相比之下，C. Martayan 等人 (2007)发现，SMC005609 的光学光谱与冷星的光谱一致，这表明即使存在热组分，它对可见光的贡献也不显著。为进一步考察可能存在的暗弱热星的影响，我们初步研究了一系列模型，其中主星为B型星，其亮度至少比赋予表1所列有效温度的较冷次星暗 ~ 0.5 等。对于这些模拟，我们采用了0.5等的最小星等差，因为在低至中等分辨率光学光谱中，系统内较暗恒星的光谱特征通常在这一差值附近开始难以探测。随着组分之间的星等差

[1] 观测ID：hst hsla clsngc330arp2-6584，PI：Patrick

增大，较热恒星的食会逐渐变浅，可见光光变曲线的变化则主要由较冷、较亮恒星的潮汐形变所主导。我们采用了次星充满其洛希瓣的半相接构型。正如第3节所述，被识别为次星的天体可能是较热中心恒星周围的壳层。

主星温度较高的模型无法再现光变曲线的基本特征，例如主极小的宽度以及食外光变曲线的形状。这些实验表明，如果一颗B型星在物理空间上靠近SMC005609，那么它就不属于该食双星系统。后续所有模型均假设主星的有效温度为 $4355K$，该数值由S. C. Keller （1999年）估算。

SMC005609的 I 光变曲线振幅小于SMC004701的，表明该系统是以倾斜角度观测到的。这限制了对可能质量比范围的约束能力。初步建模试验考察了从q=0.25到2.0的质量比，结果证实，很难为详细建模确定一个更窄的质量比范围。

图5将选定的模型光变曲线与观测结果进行了比较，而构建这些模型所用的光变曲线参数则汇总于表3。与SMC004701一样，该表给出的不确定度仅适用于相应模型所采用的质量比，因此只是这些参数实际不确定度的下限。比较表3所示的参数范围可知，对T_2 而言，更现实的估计不确定度为 $\pm 200K$；而对 i 而言，则为 $\pm 5^o$。由于考察的质量比范围较广，各种尺寸测量的不确定度为 $\pm \sim 0.10$。

表3中的光度比表明，SMC005609在可见光波段将表现为单线光谱双星。轨道倾角介于55和 64^o之间，因此，根据径向速度测量确定组分质量时，轨道倾角校正会产生显著影响。虽然q=1.0和q=2.0的模型与观测相符，但q=0.25的模型低估了次极小的整体深度，尽管在相位0.5附近的测光数据存在离散。

如前所述（第1节），SMC005609位于NGC 330星团附近，该星团的主序转折质量为8–11 $M_\odot$。如果SMC005609是NGC 330星团的成员，那么其初始系统质量应为 $\leq 22M_\odot$。这些组分在主序阶段的初始质量应属中等，光谱型为B型。

我们对在1–2天内记录的每组WISE测量数据分别构建了标准点。中红外波段光变曲线的振幅较小，加上相位采样高度量化，因此无法从W1波段光变曲线中独立估算T_2 和 i 。因此，表3中未列出基于W1波段的T_2 和 i 条目。

图5中间面板里的部分模型无法拟合相位0.55和0.95附近的W1波段光变曲线，尽管对应的模型大致能在这些相位拟合 I 光变曲线。不过，模型的W1–W2曲线在一系列相位上都与标准点吻合，这表明轨道上的任何位置都没有集中的中红外辐射源。这与中红外辐射的主要来源沿轨道平面均匀分布的情况相符；若其起源于环系统，便可能出现这种分布。这与SMC004701形成对比，后者W1–W2曲线的起伏表明存在分布不均匀的星周成分。

5. PW Pup

5.1. 光变曲线和颜色曲线

与SMC004701和SMC005609一样，PW Pup没有完整的TESS光变曲线。不过，还有另外两个基本完整的测光数据集。O. J. Eggen (1983年)发表了覆盖范围最广的光电测量数据，见V [1]。在O. J. Eggen (1983年)光变曲线中，主极小的底部大致平坦，表明可能发生了全食。O. J. Eggen (1983年)还记录了 b、 v、 u和Hβ波段的观测。 $b-y$随相位大致保持不变。尽管Hβ 波段观测数量很少，但其随轨道相位变化，在主极小内测得的数值最弱。不存在奥康奈尔效应，不过正交点附近的相位覆盖存在空缺。

[1] 表1中的条目O. J. Eggen (1983年)标记为“V”，但其文中的讨论表明，这些观测可能是在y滤光片下进行的。对于G0光谱型， V 与y星等相差几个百分之一星等（V. Straizys 1973年）。O. J. Eggen在(1983年的表2中列出了标准V滤光片下的观测值，这些观测值与表1中相近时间测得的星等一致， $\sim \pm 0.02$ 星等水平也是如此。因此，O. J. Eggen (1983年表1中的条目可视为属于 V。

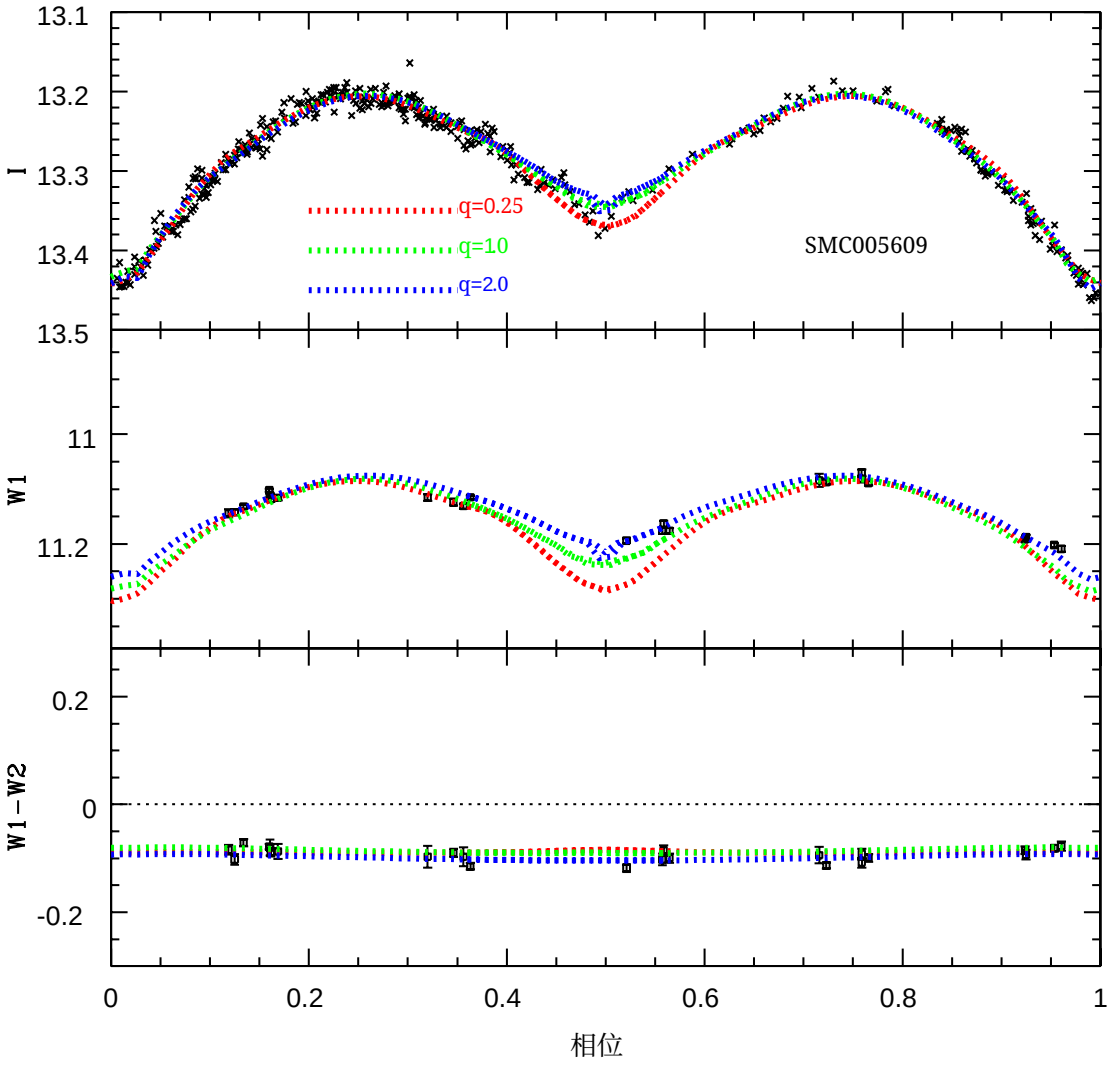


图5. 将SMC005609的模型光变曲线和颜色曲线与 I、W1和W1–W2观测结果进行比较。由于 I 光变曲线较平缓，覆盖较大质量比范围的模型都能与其匹配。W1和W2观测点是根据每个1–2天的观测时段计算出的平均值，误差条表示 1σ 均值误差。W1观测的量化特性限制了仅凭这些观测估算 i 的能力，因此中间面板中的模型采用了根据 I 光变曲线确定的轨道倾角和次星温度。相位0.55和0.95附近的W1观测值高于部分模型。尽管相位覆盖有限，模型仍能很好地拟合W1–W2颜色。没有证据表明存在随相位变化的热成分，不同于图3中SMC004701的W1–W2颜色所显示的情况。

第二个数据集获得于 V，是全天自动巡天（ASAS；G. Pojmanski (1997年，2002年）的一部分。这些数据在 $\sim$ 3500天（$\sim$ 22 个轨道周期）内记录，显示出光变曲线的逐周期变化。这些变化出现在主极小处：某些历元的底部平坦，与O.J. Eggen (1983年)的光变曲线相似；而在其他历元，底部尖峭，表明可能发生了部分食。鉴于这些变化以及所覆盖的大量周期，随后采用ASAS观测进行光变曲线建模。ASAS光变曲线显示在图6的上图中。此处使用的测量值均取自孔径2，并限定为被分类为A级或B级的测量值。

PW Pup 的 W2波段光变曲线和 W1–W2颜色显示在图6的中间和下方两个面板中。PW Pup 比 SMC004701 和 SMC005609 亮 $3-4$ 等，且 W1 观测容易受到

表3. SMC005609的光变曲线参数

参数	q=0.25	q=1.0	q=2.0
T_1(K) [a]	4355	4355	4355
Ω_1 [a]	2.35	3.75	5.25
r_1^{pole}	0.470	0.356	0.300
r_1^{side}	0.508	0.374	0.313
r_1^{point}	0.627	0.489	0.420
r_1^{back}	0.536	0.405	0.345
T_2(K)	3648 ± 15	3368 ± 7	3344 ± 7
T_2^{W1}(K)[b]	(–)	(–)	(–)
Ω_2	2.46 ± 0.01	3.78 ± 0.01	5.39 ± 0.01
r_2^{pole}	0.225 ± 0.002	0.353 ± 0.001	0.403 ± 0.002
r_2^{side}	0.232 ± 0.002	0.370 ± 0.001	0.426 ± 0.002
r_2^{point}	0.264 ± 0.004	0.458 ± 0.007	0.496 ± 0.005
r_2^{back}	0.251 ± 0.003	0.399 ± 0.002	0.450 ± 0.002
i(度)	65.2 ± 0.1	55.0 ± 0.1	54.0 ± 0.1
i_{W1}(度)[b]	(–)	(–)	(–)
l_1^{bol}/l_2^{bol}	9.20	2.88	1.62
l_1^V/l_2^V [c]	49.00	15.13	8.52

[a]保持固定。[b]采用了 I 光变曲线的轨道倾角和 T_2 来构建 W1模型。[c]鉴于次星的有效温度较低，且玻尔ometric改正存在相应的不确定度，因此结果并不确定。

饱和的影响。因此，建模时采用了 W2波段光变曲线，因为该波段的测量值较不容易受到饱和影响。检查 2MASS 和 WISE 图像后发现，拥挤效应可能不会影响 WISE测光，不过表1中较大的 RUWE 值可能意味着亚角秒尺度上存在第三天体。

与小麦哲伦云系统一样，由于轨道周期较长且 NEOWISE巡天的采样 cadence 有限，PW Pup 的 WISE 光变曲线相位覆盖不连续。W2波段和 W1–W2颜色的显著离散很可能是目标饱和造成的离群值所致，而非内禀光度变化。主星和次星的极小值清晰可见；下文将证明，它们的深度与 V 光变曲线参数一致。

5.2. 光变曲线建模

我们采用了与研究 SMC004701 和 SMC005609 类似的步骤，对 PW Pup 的光变曲线进行建模。与 SMC005609 一样，PW Pup 的光谱中可能存在来自一颗暗弱 B型星的迹象（R. M. Humphreys 1975年），一种可能的解释是，这颗星可能是主星。为了更好地了解暗弱 B型星可能在该系统中扮演的角色，我们首先建立了一组模型，其中主星为晚型B星，次星为与其洛希瓣接触的F型超巨星。与 SMC005609 的处理相同，我们生成了一系列模型，其中 B型星至少比超巨星暗 0.5 个星等，这与其对系统蓝光谱的微弱贡献相符。与 SMC005609 的情况一样，所得模型

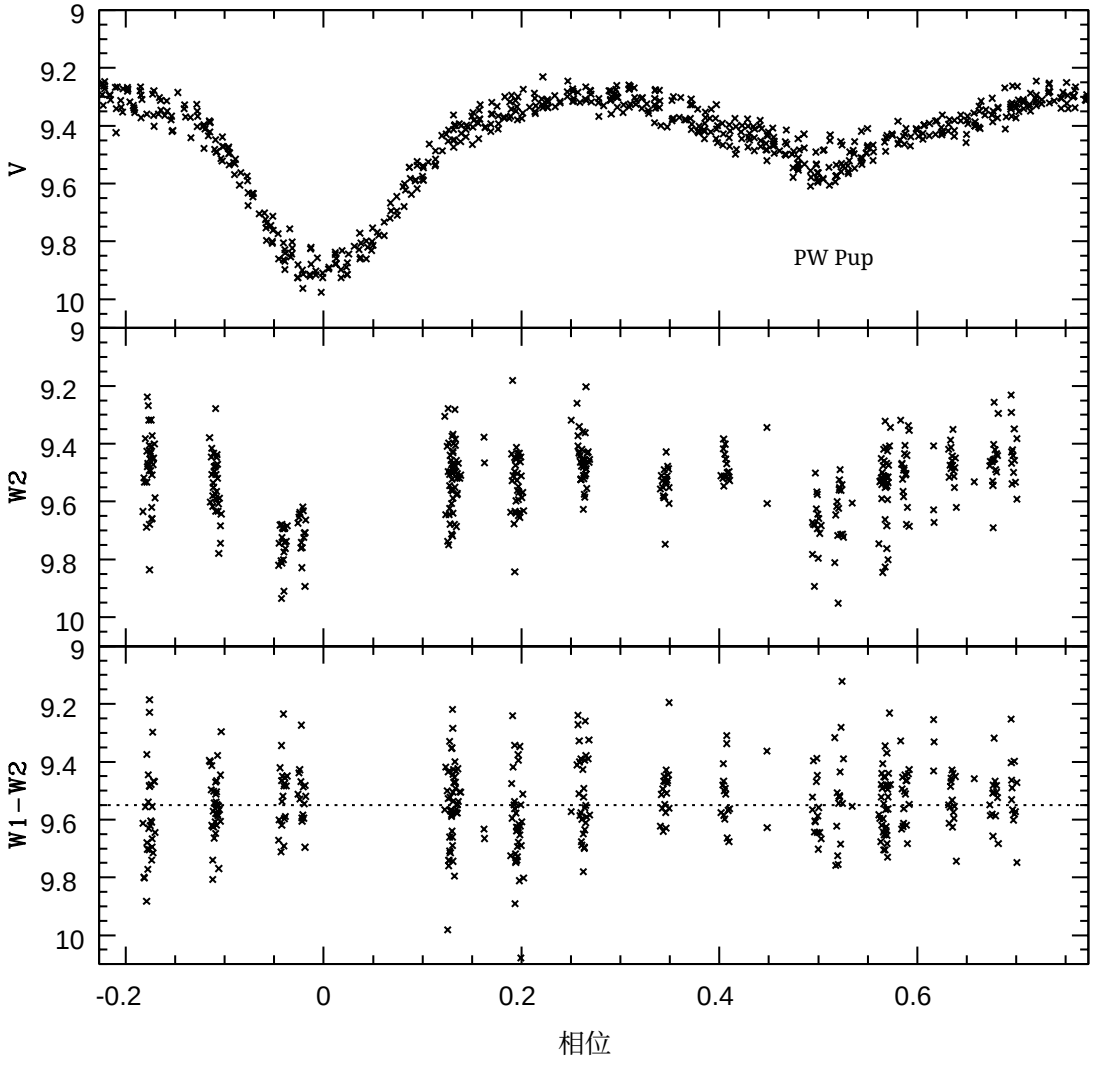


图6。PW Pup的光变曲线和颜色曲线。ASAS V测量值来自孔径2，质量评级为A级或B级。中间面板所示的W2波段光变曲线用于建模，因为该滤镜下的观测不易饱和，相较之下W1波段观测更容易饱和。事实上，由W2观测生成的中值标准点与基于 V（图7）中所得到要素的模型相吻合。W1–W2颜色中的散布可能是W1波段饱和造成的。由于该系统周期较长，且NEOWISE巡天的采样cadence，WISE测光的相位覆盖并不连续。

无法再现光变曲线的振幅或食的特征。因此，我们得出结论，B型星并非该食双星系统的成员，但仍可能是一个未分辨的近距离伴星。随后将 T_1 固定为表1中的数值，而 T_2 则作为自由参数，由光变曲线模型确定。假设其丰度为太阳丰度。

表4所示的光变曲线参数假设系统为半相接构型，且主星与其洛希瓣接触。图7将模型光变曲线与观测结果进行了比较，但没有任何模型能重现主极小的平底形态。主极小的宽度也难以匹配，这反映在次星的物理尺寸上：微分修正使三种质量比下的次星都略微溢出其洛希瓣。q=5.0模型对主极小宽度的拟合最为接近，不过该模型中较冷的次星相对于主星的大小对中红外光

表4。PW Pup 光变曲线参数

量	q=0.40	q=1.0	q=5.0
T_1(K) [a]	6300	6300	6300
Ω_1	2.68	2.88	9.16
r_1^{pole}	0.432	0.414	0.233
r_1^{side}	0.461	0.439	0.242
r_1^{point}	0.580	0.552	0.330
r_1^{back}	0.488	0.467	0.274
T_2(K)	4480 ± 14	4668 ± 10	4630 ± 2
T_2^{W2}(K)	(–)[b]	(–)[b]	(–)[b]
Ω_2	2.59 ± 0.01	2.78 ± 0.01	9.12 ± 0.01
r_2^{pole}	0.300 ± 0.002	0.317 ± 0.002	0.489 ± 0.001
r_2^{side}	0.316 ± 0.003	0.334 ± 0.002	0.533 ± 0.002
r_2^{point}	0.528 ± 0.005	0.564 ± 0.004	0.683 ± 0.001
r_2^{back}	0.363 ± 0.005	0.380 ± 0.004	0.556 ± 0.001
i（度）	78.8 ± 0.5	76.8 ± 0.2	66.7 ± 0.1
i^{W2}（度）	(–)	(–)[a]	(75 ± 1) [c]
l_1^{bol}/l_2^{bol}	7.70	5.41	0.77
l_1^V/l_2^V	12.51	8.80	1.26

[a]保持固定。[b]未作更改，因为根据 V 光变曲线得出的参数与W2波段光变曲线吻合。

[c]根据光变曲线拟合实验估算的不确定度 .

变曲线及其拟合观测的能力有重大影响（见下文）。T_2 估算值之间存在一个 $\sim 200K$ 范围，这些估算表明次星此时是一颗晚G型或早K型巨星。表4中的光度比表明，除非q ~ 5，否则PW Pup在可见光波段将是一颗单线光谱双星。

对于质量比为 0.4 和 1.0 的情况，利用 V 光变曲线得出的参数可以拟合 PW Pup 的 W2波段光变曲线。然而，当 q $= 5.0$ 时情况有所不同，因为基于 V 光变曲线参数的模型无法匹配极小值的深度。如果采用 75^o 的轨道倾角（即比 V 中相同质量比下所得倾角大 ~ 8 度），便可消除此差异。当 q=5.0 时，无法用 V 中得到的参数拟合光变曲线，这是因为在该质量比下，较冷的次星相较于较热的主星尺寸较大；与质量比较小、因而组分尺寸更为接近的模型相比，这会使食的深度减小。

在相位 0.55 附近的 W2波段光变曲线中存在一个轻微的隆起，与 q=0.4 和 q=1.0 的模型不一致。该隆起由在一系列历元中记录的观测组成，因此并非短期暂现特征。在 V 光变曲线的相位 0.57 附近有一个点也高于模型，但鉴于这只是一次观测，其意义尚不明确。构成该隆起的各点的 W1–W2颜色与其他相位的颜色没有明显差异。

模型的 W1–W2曲线趋势与观测大致吻合，其中 q=5.0 模型的颜色与基于 q=0.4 和 q=1.0 模型得到的颜色略有偏移。在相位 0.2 至 0.3 之间，有一些误差棒较小的标准点，其 W1–W2颜色是所有相位观测到的最红的一些颜色。这些点以及隆起

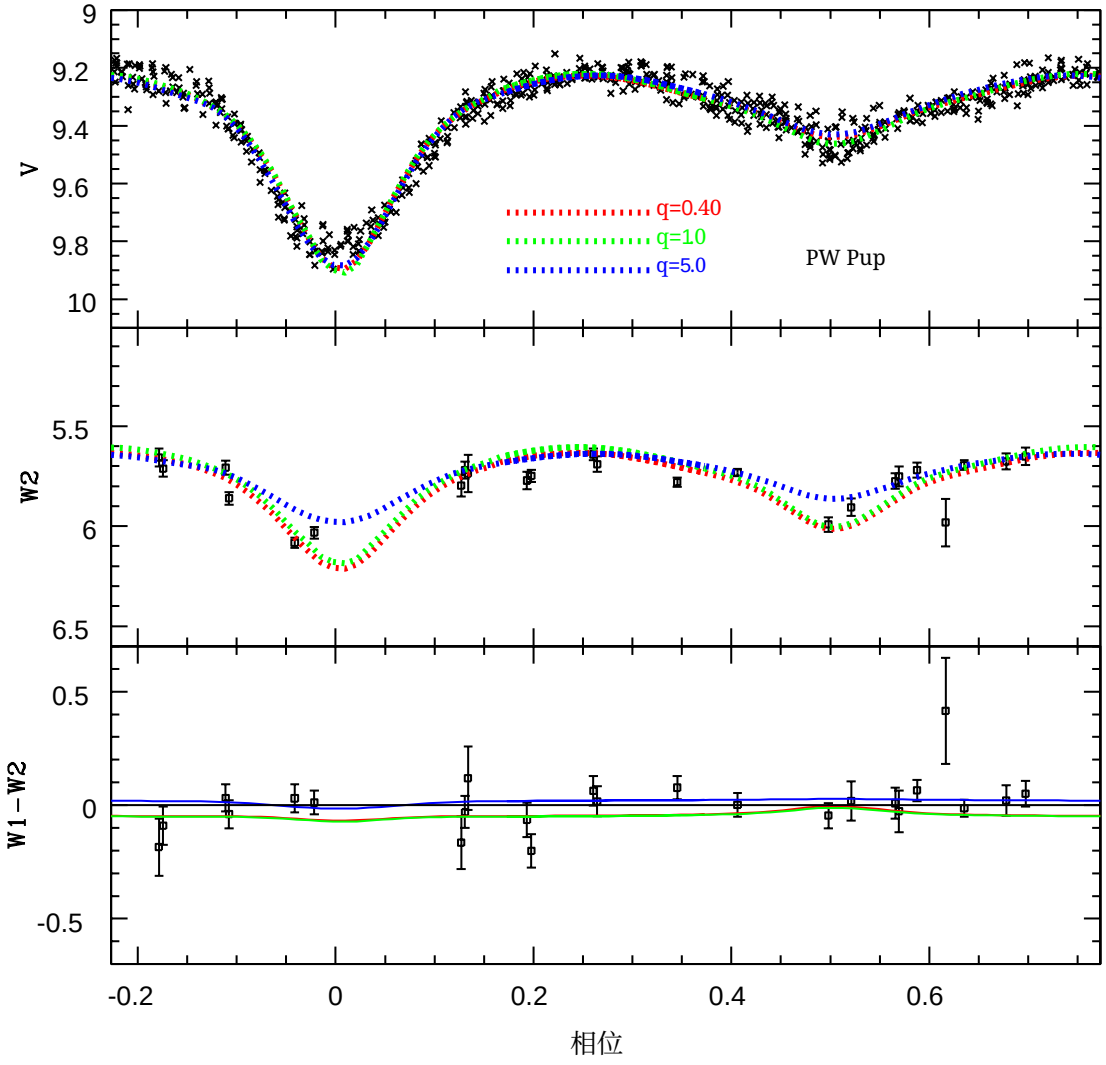


图7. 将模型光变曲线与 PW Pup 的 V、W2波段观测及 W1–W2颜色观测进行比较。图中绘出了 W2波段和 W1–W2颜色的标准点，误差棒表示均值的 1σ 不确定度。q=5.0 模型基于从 V 光变曲线得出的参数，但无法匹配 W2观测中极小值的深度。若倾角接近 75^{o}，即比在相同质量比下通过可见光波段测得的倾角大 ~ 8 度，则可得到与 W2波段光变曲线更吻合的模型。相位 0.57 附近的 W2观测与 q=0.4 和 q=1.0 模型显著偏离。三个模型在大多数相位下或多或少都符合 W1–W2颜色标准点所呈现的趋势。尽管 q=5.0 模型的颜色与 q=0.4 和 q=1.0 模型的颜色存在偏移，但仍处于观测到的颜色包层范围内。W1–W2颜色最红的点集中在相位 0.2 至 0.35 之间，这表明组分之间存在暖辐射源，且在这些相位下可见。

在相位 0.55 附近观测到的隆起，可能意味着存在有效温度为 $\sim 1000K$ 、且在两个组分之间可见的物质。可以通过对波长长于 6μm 的波段进行观测来探究这种可能性。

鉴于研究过的质量比范围很大，可能的组分质量也存在极大的变化，这在意料之中。根据 GAIA DR3 中速度测量的振幅，在第2.2节计算出的质量函数表明，当 q=0.4 时，次星的质量为 41.5 ± 0.4M⊙，而主星的质量则会超过 100M⊙。相比之下，当 q=5.0 时，次星的质量为 5.9 ± 0.5M⊙，主星的质量则仅为 1.2 ± 0.1M⊙。

我们提醒读者，表1中的 RUWE 值较大，表明系统中可能还存在另一个组分；R.M.Humphreys (1975年)发现的那颗 B型星可能就是这样的天体。如果未分辨伴星贡献了显著的光量，就会影响光变曲线参数以及拟合观测结果的能力。因此，寻找 PW Pup 附近（推测尚未分辨的）第三星体发出的光的证据，对于理解该系统的演化状态和估算组分质量十分重要。基于=0.4 和 q=1.0 的光变曲线 V 模型能够拟合 W2观测，这表明如果存在第三光源，那么它不可能是一颗高光度冷星。

5.3. 与Li等（1989）的比较

O. J. Eggen 的(1983年观测此前由Z.-Y. Li 等人(1988)进行了研究，他们得出的倾角为 61.1 ± 0.6^{o}，光度测得的质量比为 1.56 ± 0.02。根据第2.2节得到的质量函数，这些参数给出的 $\sim 13 M_{\odot}$ 为次星质量， $\sim 8 M_{\odot}$ 为主星质量。Z.-Y. Li 等人(1988)的模型假设系统处于过接触构型，尽管其模型预测的 $\sim 7000 K$ 星体温度差异相当大。虽然这里测得的温度差远小于该值，但应当注意，表4中的参数也对应于次星溢出其洛希瓣、而主星被限定为充满其洛希瓣的情形。无论如何，Li等人的模型光变曲线与观测结果存在显著差异。例如，在主食之外，尤其是次极小附近，该模型无法追踪观测结果。

6. 讨论与总结

本文研究了三颗本征光度高的长周期食双星的光变曲线。过去对 SMC004701、SMC005609 和 PW Pup 的研究并不充分，这可能是因为它们的周期很长，难以获得完整的观测数据；对于小麦哲伦云中的这两个系统而言，还因为它们是近期才发现的。小麦哲伦云系统是该星系中已发现的可见光和红光波段最明亮的食双星之一。因此，了解这些天体并估算其质量，对于探索其他外星系中类似系统的性质十分重要。

本文研究了采样中红外波段的光变曲线，并将其与相应的可见光／红光光变曲线进行了比较。中红外光变曲线值得关注，因为它们能够提供有关系统内部及周围温度可能较低的天体的更多信息，其中包括冷伴星以及与质量转移相关的结构，如吸积盘。两个小麦哲伦云系统的光谱能量分布表明，在 $> 5 \mu$m 波长处存在过量辐射；其光谱能量分布与（据推测是孤立的）小麦哲伦云晚型超巨星相似。

从中红外光变曲线中得出的参数可能与从较短波长观测中得出的不同。例如，为了匹配 SMC004701 的中红外光变曲线，需要采用低于较短波长观测估计值的 T_2 和 i 。这表明各个相位都受到明亮中红外成分的污染，而质量转移过程中可能形成的环系统壳层便是此类辐射的一种可能来源。SMC004701 的 W1–W2颜色曲线振幅大于模型预测值，这表明至少部分热辐射的来源分布并不均匀，其中一些辐射可能来自星周壳层或质量流。

与可见光／红光测光相比，此处使用的中红外观测角分辨率较低（6 角秒半高全宽 vs 1 角秒半高全宽），因此更容易受到非食双星系统来源的光污染。考虑到这一点，选择的小麦哲伦云系统都位于相对不拥挤的环境中。虽然 SMC005609 可能是 NGC 330 的成员，但它位于该星团的外部区域。

这些系统的周期和本征亮度使它们成为可能拥有大质量恒星的候选系统，和/或其组分在恒星演化较晚阶段经历过相互作用的候选系统；相比之下，周期较短的系统所处的演化阶段较早。因此，其中两个系统（SMC004701 和 PW Pup）的光谱型表明，主星已经离开主序，这并不令人意外。虽然尚无这些系统的光谱测定质量比，但利用现有数据可以对 SMC004701 和 PW Pup 的质量函数设定界限。结果表明，SMC004701 中次星的最小质量为 3.8 ± 0.8 $M_{\odot}$，而 PW Pup 中次星的最小质量为 $3.2 \pm 0.3 M_{\odot}$。

研究了假定半相接构型的光变曲线模型，其中主星与其洛希瓣相接。鉴于各组分有效温度存在显著差异且演化程度很高，采用了这种构型。无论如何，研究发现，在每个系统中，次星都接近于

充满其洛希瓣；通过实验发现，采用次星与其洛希瓣相接的模型，并不会显著改变光变曲线参数。

质量比是解读这些系统演化状态的关键信息。不幸的是，目前估算这些系统的质量比存在困难。此外，根据光变曲线参数得到的组分亮度比表明，可能需要进行红外观测，才能探测到次星的光谱并监测其运动。

我们没有尝试为每个系统确定一组明确的参数，而是针对一系列质量比研究模型光变曲线，以考察不同演化状态下可能的参数范围，并确定对质量比不太敏感的量。尽管考虑了相当大的质量比差异，但为每个系统生成的三条光变曲线之间仅存在适度差异。这说明，除特殊情况外，仅凭测光数据确定质量比存在众所周知的困难。

模型光变曲线对组分的温度和系统倾角给出了宽泛的限制。SMC004701 的轨道倾角介于 76 至 78 度之间，而根据 R 观测得到的次星温度为 $4332-4422K$。然而，尽管系统的某些参数已经得到较好的确定，但对于初始系统质量只能得出非常宽泛的结论。采用第2.2节中基于折相径向速度测量得到的质量函数后，SMC004701 中次星的质量估计为 12 ± 2M$_\odot$ (q=2) 和 37 ± 8M$_\odot$ (q=0.7)。因此，SMC004701 的组分很可能具有中等至中高的初始质量。

SMC005609 的轨道倾角估计值介于 54 和 65^o 之间，而次星的温度为 $3344-3648K$。光学光谱表明，B型星比温度较低的次星更暗；包含此类B型星的模型光变曲线无法重现观测到的光变曲线，这表明即使存在B型星，它也不属于该食双星系统。遗憾的是，由于缺少速度测量，无法对 SMC005609 各组分的初始质量得出结论。不过，该系统的周期和中红外光谱能量分布与 SMC004701 相似。此外，如果 SMC005609 是 NGC 330 星团的成员，那么它必定具有中等初始质量。

PW Pup 的倾角可能介于 67 – 79^o 之间，而次星的温度为$4480-4668K$。由于质量比可能的范围很广，PW Pup 的质量估计具有很大的不确定性。不过，质量函数表明次星的最小质量为 3.2 ± 0.3M$_\odot$，这说明各组分具有中等或更高的初始质量。

PW Pup光变曲线参数的不确定性来源之一，是可能存在未分辨伴星的光；GAIA RUWE统计量偏高，为这种天体可能存在提供了证据。尽管PW Pup的可见光谱显示，可能存在来自一颗暗弱（相较于F型超巨星而言）的B型星的光R. M. Humphreys 1975，但如果这颗恒星是食双星系统中的主星，就无法重现该光变曲线的振幅。尽管如此，这颗B型星仍可能是RUWE统计量偏高的原因。

PW Pup的高角分辨率图像和/或高分辨率光谱，或可确认热伴星的存在。也可以利用光行时效应来判断是否存在近邻第三天体（J. B. Irwin1952），但这需要涵盖广泛历元范围的光变曲线，因此耗时且耗费资源。最后，高分辨率光谱学可用于识别与各组分不同步运动的天体。对光的贡献低于10%的天体也可能被探测到（例如，F. Meng et al.2023）。

除了系统的基本要素外，光变曲线还包含有关系统演化状态的其他线索。如果质量正从较大质量的恒星转移到较小质量的伴星，那么预期质量转移率会很高（例如，B. Paczynski 1971）。在许多情况下，大规模质量转移冲击受体恒星周围吸积盘时，会产生显著的测光特征，例如光变曲线中传播的隆起。不过，某些气流与盘几何结构可能会导致例外（例如，R. E. Mennikentet al. 2016）。虽然小麦哲伦云005609 I 光变曲线中没有显著散布，但在 SMC004701 和 PW Pup 的可见光/红光光变曲线中，各个相位均可见逐周期散布。

H波段α 在这三个系统中也都检测到了辐射。这可能源自吸积盘，但这并非这种辐射的唯一来源。例如，在天琴座系统中，H波段α 辐射有多个来源 β （例如，M. Broz 等人，2021年）。总而言之，分光光度学信息表明，这些系统几乎可以确定曾发生过相互作用，而且至今仍在持续相互作用。

这些系统中主星的性质对于评估其未来演化很重要。在传统的大陵五型系统中，主星通常尚未演化，这是由于角动量和质量从次星转移而来，这两者都会延缓主星的演化（例如，I. Pustylnik，1996年，以及其中的参考文献）。SMC005609（第1节）和 PW Pup（R. M. Humphreys，1975年）的光谱中可能存在来自一颗暗弱B型星的特征。然而，无法用一颗暗弱B型星主星重现这些系统的光变曲线，这表明即便存在一颗暗弱的高温伴星，它也不属于这两个食双星系统中的任何一个。

本文研究的系统中的主星都是黄巨星，这带来了两种可能性。第一种可能是，主星是膨胀后的残骸：它们原本是质量较大的恒星，后来将大量质量转移给了次星；如今这些次星已成为中等质量主序星，被星周盘或壳层遮蔽。这样一来，此处每次 T_2 测量得到的都是壳层外部区域的温度；T_2 并不能反映被遮蔽恒星的温度。虽然主星已高度演化，但它们并非红超巨星，因为其大小受到洛希面的限制。它们呈蓝色，是因为只有较高的有效温度才能使其在洛希瓣范围内辐射出自身的光度。

另一种有趣的可能性是，主星最初的质量可能较小，但后来从现今的次星获得了质量，如今已离开主序阶段，却尚未演化到与洛希面接触。本文研究的系统具有长周期，因此可能是将经历动力学不稳定质量损失的系统的前身（例如，H. Ge 等，2020年）。这是一个可能令人振奋的演化阶段，因为当主星充满其洛希瓣并向较冷的次星输送大量质量流时，这类系统可能会形成公共包层（例如，参见 N. Ivanova 等，2013年的综述）。

最后需要强调的是，本文采用的半相接模型假设这些系统中的组分都是恒星。遗憾的是，依据现有信息，很难确定次星的性质。不过，表2所列的光度比和亮度比表明，在可见光波段，SMC004701中恒星次星的光谱可能并不难探测，从而可以对该天体的性质进行研究。对于SMC005609和PW Pup，探测恒星次星的谱线很可能需要在 $\geq 1\mu$m波长处进行观测。

次星可能是一颗受到严重遮蔽的热主序星，它从主星吸积了质量，并被包裹在一个红色壳层中。如果存在一个完全包裹次星的光学厚盘，那么该恒星的光球特征可能无法观测到。盘的主体很可能呈现为一个扁平、明亮而低温的源；在可见光波段它会较暗，只有在盘受到例如质量流相互作用激发时，才会出现辐射线。事实上，SMC004701的W1–W2颜色随相位变化，其振幅显示出一个低温星周成分的迹象，尽管其他系统中并未观察到这种行为。待获得更完整的光谱信息以探测盘特征后，研究不透明盘模型或许会有所收获。

谨此感谢匿名审稿人提出的意见，这些意见极大地改进了本文。本研究使用了 WISE 图像（https://doi.org/10.26131/irsa151）、2MASS 图像（https://doi.org/10.26131/irsa121）以及 NASA河外星系数据库服务（https://doi.org/10.26132/ned1）。这些资源来自 NASA/IPAC 红外科学档案馆，该档案馆由美国国家航空航天局资助，并由加州理工学院运营。本研究还使用了欧洲航天局（ESA）任务 GAIA (https://www.cosmos.esa.int/gaia) 处理的数据，数据由 GAIA 数据处理与分析联盟（DPAC，https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dpac/consortium）处理。DPAC 的经费由各国机构提供，尤其是参与 GAIA 多边协议的机构。

参考文献

Alcock, C., Allsman, D. A., Alves, D. R., 等，2000，《天体物理学杂志》，542，281；Bessell, M. S., & Brett, J. M. 1988，太平洋天文学会出版物，100，1134；Bopp, B. W., Dempsey,R. C., & Parsons, S. B. 1991，太平洋天文学会出版物，103，444

Broz, M., Mourard, D., Budaj, J. 等，2021年，《天文学与天体物理学》，645，A51；Choi, J., Dotter, A., Conroy, C, 等，2016年，《天体物理学杂志》，823，102；Clark, J. S., Bartlett, E. S., Coe, M. J., 等，2013年，《天文学与天体物理学》，560，A10；Davidge, T. J., 1987年，《天文学杂志》，94，1169

Davidge, T. J.，1988年，《天文学杂志》，95，731；Davidge, T. J., & Milone, E. F.，1984年，天体物理学杂志增刊，55，571；Dobbie, P. D., Cole, A. A., Subramaniam, A., & Keller, S.，2014年，《皇家天文学会月报》，442，1663；Dotter, A.，2016年，天体物理学杂志增刊，222，8；Eggen, O. J.，1983年，《天文学杂志》，88，1676；Faciolli, L., Alcock, C., Cook, K., 等，2007年，《天文学杂志》，134，1963；Flower, P. J.，1996年，《天体物理学杂志》，469，355；Fresa, A.，1957年，《天文学杂志》，62，362；GAIA合作组, Vallenari, A., Brown, A. G. A., 等，2023年，《天文学与天体物理学》，674，1；Ge, H., Webbink, R. F., Chen, X., & Han, Z.，2020年，《天体物理学杂志》，899，132；Gies, D. R., Shepard, K. A., Aman, K., & Richardson, N. D.，2025年，《天文学杂志》，169，340；Harris, J., & Zaritsky, D.，2006年，《天文学杂志》，131，2514；Humphreys, R. M.，1975年，太平洋天文学会出版物，87，933；Irwin, J. B.，1952年，《天体物理学杂志》，116，211；Ivanova, N., Justham, S., Chen, X., 等，2013年，天文学与天体物理学年度评论，21，591；Keller, S. C.，1999年，《天文学杂志》，118，889；Kippenhahn, R., & Weigert, A.，1967年，天文学杂志，65，251；Li, Z.-Y., Leung, K.-C., & Ding, Y.-R.，1988年，中国科学，29，374；Lindsay, E. M.，1961年，《天文学杂志》，66，169；Mainzer, A., Grav, T., Bauer, J. 等，2011年，《天体物理学杂志》，743，156；Mainzer, A., Bauer, J., Cutri, R. M. 等，2014年，《天体物理学杂志》，792，A30；Martayan, C., Floquet, M., Hubert, A. M., 等，2007年，《天文学与天体物理学》，472，577；Meng, F., Zhu, L., Qian, S., Liu, N., Li, L., & Matekov, A.，2023年，《天体物理学杂志》，954，111；Mennickent, R. E., Otero, S., & Kolaczkowski, Z.，2016年，《皇家天文学会月报》，455，1728；Merrill, P. W.，1942年，太平洋天文学会出版物，54，155；Meyssonnier, N., & Azzopardi, M.，1993年，天文学与天体物理学增刊，102，451；Milone, A. P., Marino, A. F., Di Criscienzo, M., 等，2018年，《皇家天文学会月报》，477，2640；O'Connell, D. J. K.，1951年，皇家天文台出版物，2，85；Paczynski, B.，1971年，天文学与天体物理学年度评论，9，183 Patrick, L. R., Lennon, D. J., Evans, C. J., 等. 2020, 《天文学与天体物理学》, 635, A29 Pavlovski, K., Burki, G., Mimica, P. 2006, 《天文学与天体物理学》,454, 855 Pawlak, M., Soszynski, I., Udalski, A. 等. 2016, 《天文学报》, 66, 421 Payne-Gaposchkin, C. H. 1971, Smith 连续天体物理学丛刊, 13, 41 Payne-Gaposchkin, C. H. & Gaposchkin, S. 1966, Smith连续天体物理学丛刊, 9, 1 Plavec, M., & Koch, R. H. 1978, 国际变星通报, 1482 Penoyre, Z., Belokurov, V., & Evans, N. W. 2022, 《皇家天文学会月报》, 513, 5270 Pojmanski, G. 《天文学报》 , 47, 467 Pojmanski, G. 《天文学报》, 52, 397 Prsa, A., & Zwitter, T. 2005, 《天体物理学杂志》, 628, 426 Pustylnik, I. 1996, 《天文学与天体物理学评论》, 15, 357 Samus, N. N., Kazarovets, E. V., Durlevich, O. V., 等. 2017, 《天文学报告》, 61, 80 Sana, H., de Mink, S. E., de Koter, A. 等 . 2012, 《科学》, 337, 444 Schmidtke, P. C., Chobanian, J. B., & Cowley, A. P. 2008, 《天文学杂志》, 135, 1350 Sc hneider, F. R. N., Podsiadlowski, P., & Laplace, E. 2023, 《天体物理学杂志》, 950, L9 Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., 等. (2006), 《天文学杂志》, 131, 1163 Smith, N., & Tombleson, R. 2015, 《皇家天文学会月报》, 447, 598 Straizys, V. 1973, 《天文学与天体物理学》, 28, 349 Tsai, S.-H., Chen, K.-J., Whalen, D., Ou, P.-S., & Woods, T. E. 2023, 《天体物理学杂志》, 951, 84 Udalski, A., Kubiak, M., & Szymanski, M. 1997, 《天文学报》, 47, 319 Udalski, A., Szymanski, M. K., & Szymanski, G. 2015, 《天文学报》, 65, 1 Wang, L., Gies, D. R., Peters, G. J., & Han, Z. 2023, 《天文学杂志》, 165, 203 Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K. 等. 2010, 《天文学杂志》, 140, 1868 Zhao, M., Gies, D., Monnier, J. D., 等. 2008, 《天体物理学杂志》, 684, L95