

Das Be-Doppelsternsystem HR2142

Bild 1

HR 2142 (HD 41335; VO696 Mon), ein Be-Stern im Sternbild Monoceros mit einer visuellen Helligkeit von 5,2 mag, war in den vergangenen 50 Jahren Gegenstand vielfältiger Untersuchungen. In den Jahren 1972 bis 1982 fanden die Astronomen Slettebak und Peters bei dem Stern eine projizierte Rotationsgeschwindigkeit ($v \sin i$) von 350-400 km/sec, womit er als einer der am schnellsten rotierenden Be-Sterne bekannt wurde.

Bild 2

Die auffallendsten Eigenschaften im Spektrum des Sterns sind die Balmer-Emissionslinien seiner zirkumstellaren Hülle, wobei in der H α -Emission eine periodische phasenabhängige, zentrale Absorptionseinsenkung beobachtet wird, die einer früheren Terminologie folgend, auch heute noch als **Shell- oder Hüllen-Linie** bezeichnet wird.

Wegen der extremen Breite der Emissionslinien war es schwierig, das Spektrum von HR2142 zu klassifizieren. Heute wird der Spektraltyp des Sterns mit B1.5-2e der Leuchtkraftklasse IV - also dem eines Unterriesen - angegeben.

Die photosphärischen Linien im Spektrum von HR2142 sind entsprechend der Rotationsgeschwindigkeit $v \sin i = 350-400$ km/s so stark rotationsverbreitert, dass nur die Linien des Wasserstoffs und des Heliums tief genug sind, um exakt vermessen werden zu können.

Außerdem haben alle Balmerlinien und einige der Heliumlinien komplexe Emissionslinienkerne, weshalb nur die Flügel dieser breiten Linien verwendet werden können, um die Positionen des Linienzentrums zu erhalten.

Bild 3

1983 wurde HR2142 schließlich durch Geraldine Peters als Doppelsternsystem erkannt, wobei die Ephemeriden und das spektroskopische Verhalten diese Aussage dahingehend zu unterstützen schienen, dass es sich um ein interaktives Be-Doppelsternsystem mit einer massiven Akkretionsscheibe und einem großen Betrag an Massentransfer handelt.

Alle Parameter in dieser Tabelle habe ihre normale Bedeutung:

P	= Periode
T	= Epoche der Konjunktion
e	= Exzentrizität
V_0	= Radialgeschwindigkeit des Massenschwerpunktes
K	= Halbe Amplitude der gemessenen Radialgeschwindigkeit
f(m)	= Massenfunktion
$a \sin i$	= Dimension der großen Halbachse des Orbit

Die bereits erwähnten Rotationsgeschwindigkeiten des zirkumstellaren Orbits wurden durch Messungen an den Flügeln der stark verbreiterten Balmer- und He-Linien erhalten, woraus die in dieser Tabelle heute gültigen Ephemeriden abgeleitet wurden.

Bild 4

Die Entstehung eines schnell rotierenden Be-Sterns mit der Entwicklung zu einem engen Doppelsternsystem kann mit einem Masse- und Impulsübertrag zwischen zwei unterschiedlich entwickelten Komponenten des Systems erklärt werden. Dies ist auch das Spannende an der Sache. Wie Be-Sterne entstehen, ob es junge oder alte Objekte sind, ob jeder B-Stern eine Be-Phase durchmacht, das sind immer noch strittige Fragen, die heiß diskutiert werden.

In einem gemeinsamen Gravitationsfeld eingebunden, hat dieses Doppelsternpaar (hier am Beispiel von phi Per) in den letzten 10 Millionen Jahren ein normales Leben geführt. Das ruhige Leben der Sterne endet, der ältere Stern schwillt an, während er mit seinem Wasserstoff die thermo-nukleare Reaktion im Innern, also die Kernverschmelzung zu Helium in Gang setzt.

Während der alternde Stern sich ausdehnt, beginnt er zugleich seine Masse auf seinen Begleiter zu übertragen. Sobald der massive Stern praktisch seine gesamte Masse auf den Begleiter übertragen hat, läßt er seinen heißen hellen Kern zurück.

Der ehemals kleine Begleiter hat die überschüssige Masse seines Begleiters aufgefangen und verändert sich zu einem heißen massiven und schnell rotierenden Be-Stern. Der Drehimpulsübertrag bewirkt ein Aufdrehen des ursprünglich langsamer rotierenden Sterns. Schließlich rotiert der Stern so schnell, dass seine ursprüngliche Gestalt zu einem abgeflachten Rotationsellipsoiden (Sphäroiden) verändert wird.

Bild 5

Als Ergebnis haben wir ein Doppelsternsystem, das aus einem schnell rotierenden Be-Stern und einem heißen, kompakten Begleiter besteht. Durch die schnelle Rotation wird Wasserstoffgas als ringförmige Scheibe an seine Umgebung abgegeben. (**Animation starten**)

Wie im Falle von ϕ Persei und 59 Cygni könnte der Begleiter ein Helium-Unterkzwerg des Typs sdO sein, oder auch ein weißer Zwerg wie bei κ Draconis oder auch ein Neutronenstern, denn ein ursprünglicher sdO-Begleiter könnte sich durchaus zu einem weißen Zwerg oder zu auch einem Neutronenstern weiterentwickeln.

Weil die azimutale Verteilung des Materiestroms (Plasma) zwischen den Komponenten ziemlich komplex ist und weil das $H\alpha$ -Profil in den ausgedehnten, äußeren Regionen der Be-Sternscheibe entsteht, werden tomographische Studien des Intensitätsverhältnisses der Blauen zur Roten Profilkomponente in der $H\alpha$ -Emission – dem sog. V/R-Verhältnis - als besonders nützlich angesehen.

Solche Studien können zur Klärung beitragen, ob die Variabilität streng periodisch verläuft oder ob es Anzeichen gibt für eine Störung durch Scheibeninstabilitäten, die möglicherweise durch den Begleitstern oder durch Gezeitenstörungen verursacht werden.

Bild 6

Grundlegende Spektren, die in den frühen 1970igern von Geraldine Peters erhalten wurden zeigten, dass die periodische, zentrale Absorptionseinsenkung in einer sog. primären „Shell-phase“ zwischen Phase 0.7 und 0.98 entstehen.

Einer früheren Terminologie folgend werden diese Absorptionslinien auch heute noch als „Gasstromlinien“ bezeichnet. Ein weiteres Kennzeichen dieser primären Shellphase ist die Zunahme der violetten Komponente und damit auch eine Zunahme des V/R-Verhältnisses.

Bild 7

Die abrupte Umkehrung dieses V/R-Verhältnisses im Phasenabschnitt 0.03-0.04 in der sog. sekundären Shellphase ist gekennzeichnet durch von der Primärkomponente abfließendes Material in den Gasstrom hinein und ist für einen kurzen Augenblick verbunden mit negativen Geschwindigkeiten.

Bild 8

Dieses Bild zeigt nun das Schema dieses Doppelsternsystems in einer polaren Ansicht als Verfeinerung früherer Modellvorstellungen auf Basis des heutigen Kenntnisstandes.

Die Ansicht dieses Modells ist entworfen worden auf Basis der Analyse von Spektren im visuellen Spektralbereich. Der Primärstern wird durch den schraffierten Kreis dargestellt. Weil man gegenwärtig eine hohe Rate an Massentransfer beobachtet, füllt die Sekundärkomponente mit hoher Wahrscheinlichkeit ihre kritische Roche-Oberfläche aus und besitzt vermutlich einen Radius von etwa 31 Sonnenradien.

Der Gasstrom mit Radialgeschwindigkeiten von 25 bis 75 km/s (relativ zur Photosphäre) ist der Weg eines Gasteilchens, das vom inneren Lagrange-Punkt ausgestoßen wird. Die innere Scheibe um den Primärstern ist als gestrichelter Kreis und die äußere Scheibe ist als durchgezogene Linie gezeichnet, wobei dieser Orbit gut innerhalb der Roche-Oberfläche des Primärsterns liegt. Die Phasen erhöhen sich in diesem Modell im Uhrzeigersinn ausgehend von der Konjunktion.

Das breite, geöffnete Dreieck grenzt das Phasenintervall der primären Shell-Phase ein, die ungefähr 5-8 Tage dauert, und in der die Linien relativ zur Photosphäre rot-verschoben erscheinen und in dem die "Gasstromlinien" beobachtet werden. Sie erreichen ihre maximale Stärke ~ 5 Tage nachdem sie zum ersten Mal sichtbar sind und verschwinden ~ 3 Tage danach.

Das kleinere Dreieck zeigt den Umfang der sekundären Shellphase zwischen 0.03-0.04 mit nur 1,5 Tagen. In dieser Phase sind die Linien blauverschoben relativ zur Photosphäre. Die hier angegebenen Geschwindigkeiten beziehen sich wie schon gesagt auf die Photosphäre des Primärsterns.

D.h., dass wir um Phase 1.0 herum die bereits erwähnte abrupte Umkehr des V/R-Verhältnisses von $V > R$ zu $V < R$ beobachten können.

Bild 9a

Dies Bild zeigt noch einmal zur Verdeutlichung die Phasensituation für die sekundäre Shellphase 0,03-0,04, in der die Gasstromlinien für etwa 1,5 Tage zu sehen sind

Bild 9b

und für die primäre Shellphase 0,7-0,98, in der die Gasstromlinien für etwa 5-8 Tage zu sehen sind.

Bild 9c

Die Entdeckung dieser ungewöhnlichen, periodischen Zweikomponenten-Shell-Phase bei HR2142 bietet überzeugende Beweise dafür, dass es sich bei diesem Objekt um ein Doppelsternsystem mit Massentransfer handelt.

Ein Problem das jedoch noch zu lösen bleibt ist die Frage, warum das Spektrum der Sekundärkomponente bis heute noch nicht beobachtet werden konnte.

Die während der sekundären und primären Shell-Phasen beobachteten scharfen Balmer-Shell-Linien werden in den Bereichen des Massenstroms des Systems gebildet. In früheren Publikationen wurden diese Linien als „Gasstrom-Linien“ bezeichnet, weil die geschlossene Geometrie des Bereiches, in welchem diese Linien gebildet werden, ziemlich komplex und asymmetrisch zu sein schien und nicht im Mindesten etwas mit einer sphärischen Hülle zu tun hat.

Weil der Ausdruck „Shell-Linie“ die Anwesenheit einer relativ scharfen Absorption andeutet, die oberhalb der Photosphäre gebildet wird, bleibt er dennoch passend für diese periodisch zu beobachtende Erscheinung in HR2142.

Im Allgemeinen ist die Stärke der zentralen Absorptionseinsenkung abhängig von der Neigung der orbitalen Ebene zur Sichtlinie des Beobachters. Eine hohe Neigung verursacht eine starke zentrale Einsenkung, weil das einfallende Gas die Sichtlinie zum Beobachter schneidet.

Die bereits schon früh erkannten periodischen Shell-Aktivitäten werden durch die Tatsache erklärt, dass unsere Sichtlinie in das Massenzentrum des Systems jeweils einmal pro orbitaler Periode durch den Gasstrom und den Gegenstrom des Materials hindurchgeht.

Die sekundäre Shellphase (zwischen 0.03-0.04) bleibt der am meisten verwirrende Aspekt im System HR 2142. Die negativen Geschwindigkeiten und die kurze Dauer besagen:

1. dass wir für einen kurzen Augenblick das Licht der Primärkomponente durch die uns „entgegenströmende“ Materie oberhalb der orbitalen Ebene sehen, und
2. dass die strenge Periodizität klar die bemerkenswerte Stabilität dieses Bereichs der Linienbildung demonstriert.

In HR2142 konnte bisher lediglich das Spektrum der Primärkomponente analysiert werden deren Masse bei einer Photosphärentemperatur von etwa 24.000–25.000K bei etwa 10-11 Sonnenmassen repräsentativ ist für den anfangs erwähnten Spektraltyp B1.5-2 e eines Unterriesen der Leuchtkraftklasse IV.

Und weil HR2142 kein Bedeckungssystem zu sein scheint, beträgt seine maximale Neigung zur Sichtlinie etwa 75-80°, was durchaus verträglich ist mit dem gemessenen $v \sin i$ für den Primärstern. Aus diesen Daten ergibt sich die Halbachse des Systems mit 0,81-0,84 AU oder 180 Sonnenradien.

Bild 10

Die starke H α -Emission mit Spitzenintensitäten von bis zum 4fachen der Kontinuumsintensität I_{cont} lässt die Anwesenheit einer massiven, zirkumstellaren Scheibe vermuten, die sich wahrscheinlich bis zur Grenze der Roche-Oberfläche des Primärsterns

ausdehnt. Und wegen des Massenstroms in Richtung des Primärsterns, nimmt man heute an, dass die Sekundärkomponente ebenfalls ihre kritische Roche-Oberfläche ausfüllt, wobei jedoch ihr Spektrum bisher noch niemals beobachtet worden ist.

Die Abwesenheit einer spektralen Signatur eines kühlen Begleiters im IR-Bereich führte bereits 1991 zu der Überlegung, dass die Sekundärkomponente aus einem Helium-Unterkern vom Typ sdO besteht.

Ein solcher Helium-Unterkern wäre dann tatsächlich als Helium-Kern das „Überbleibsel“ eines ehemals massenreichen Sterns, der im Laufe seiner Entwicklung einen Teil seiner Masse und seines Drehimpulses (Wasserstoff-Hülle) auf den heute als Be-Stern sichtbaren, ursprünglich aber masseärmeren Stern übertragen hat.

Andererseits können wir die Anwesenheit eines Hoch-Temperatur-Sterns ($>10.000\text{K}$) ausschließen, weil die „Gasstrom-Linien“ im fernen Ultravioletten Intensitäten von nahe Null erreichen. Ebenso schließt sich das Vorhandensein eines sehr kühlen Objekts mit Temperaturen von unter 3500K aus, weil keine Strahlung im Infraroten beobachtet wird.

Ein Objekt mit einer Oberflächentemperatur von $4000\text{-}6000\text{K}$ würde am schwierigsten zu entdecken sein. Ein Stern in diesem Temperaturbereich sollte im nahen Infraroten nur etwa $1\text{-}1.5$ mag schwächer sein als der Primärstern, doch in spektroskopischen Beobachtungen bei 8500\AA fehlen deutliche Beweise für einen solchen Sekundärstern. Vielleicht verringert der umfangreiche Massenverlust, der vermutlich über ein Viertel der Sternoberfläche verdeckt, die Gesamtleuchtkraft des Sterns.

Bild 11

Diese Abbildung zeigt Spektren der Kampagne September 2007 bis April 2008. In Abhängigkeit von der orbitalen Phase sehen wir die Emissionen entweder als blau- oder als rotverschobene V/R-Variation. Die zentrale Absorptionseinsenkung entwickelt sich zwischen Phase 0.75 und 1.0, wenn wir sehen, wie zusätzliches Plasmamaterial in die Scheibe des Be-Primärsterns einfällt.

In diesem Phasenabschnitt befindet sich die Sekundärkomponente zwischen dem Beobachter und dem Be-Stern. Der Umfang, in dem die Scheibe bezogen auf die Sichtlinie symmetrisch verteilt ist, führt zu der beobachteten variierenden Stärke des V und R Peaks.

Bild 12

Die Spektren sind aufgenommen worden mit einem 40 cm ($f/11$) Schmidt-Cassegrain Teleskop C14 und meinem Selbstbau-Spalt-Spektrographen mit einer Dispersion 27 \AA/mm und einem von $R\sim 14000$.

Bild 13

Die Phasenabhängigkeit des Intensitätsverhältnisses der roten zur violetten Komponente in der $H\alpha$ -Emission ist in dieser Abbildung gezeigt. Hier sind allerdings schon weitere Daten aus Beobachtungen von 2007 und 2008 eingetragen.

Erfreulicherweise hat sich unser Freund und Kollege Benjamin Mauclaire auch für die Beobachtung von HR2142 begeistern können und in diesem Monitoring mit sehr gut passenden Daten zur Beobachtungskampagne 2008 beigetragen.

Die scharfe Zunahme in V/R ist erwartungsgemäß zwischen Phase 0.7-0.98 eindeutig zu erkennen. Ebenso die abrupte Umkehr oberhalb Phase 1.0.

Die abgeleiteten V/R-Verhältnisse haben in den bisher beobachteten Kampagnen im primären Phasenabschnitt zwischen 0,7-0.98) maximale Werte im Mittel von etwa 1.2 und im sekundären Phasenabschnitt zwischen 0.03 und 0.04 von etwa 0.85.

Außerdem ist eine interessante V/R-Änderung zwischen Phase 0.5 und 0.6 festzustellen. Diese V/R-Änderung ist deshalb in dieser Phase zu beobachten, weil sie der Situation in Phase 1.0 ähnlich ist, wenngleich weniger stark ausgeprägt. In dieser Phase befindet sich nämlich der Begleiter hinter der Primärkomponente.

Bild 14

Vielen Dank für Ihre Aufmerksamkeit