

1. Einleitung und Übersicht

- Kompakte Sterne: Weiße Zwerge, Neutronensterne und Schwarze Löcher
- Vorkommen von kompakten Sternen
- Was sind kompakte Doppelsterne?
- Die Bedeutung der Akkretion als Energiequelle
- Kurze Übersicht über die wichtigsten Akkretionsmoden
- Kurze Charakterisierung der wichtigsten Typen kompakter Doppelsterne
 - Kataklysmische Variable
 - Supersoft X-Ray Sources
 - Massearme Röntgendoppelsterne
 - Soft X-Ray Transients
 - Massereiche Röntgendoppelsterne
 - Pulsar-Doppelsterne
- Kurze Übersicht über die wichtigsten Akkretionsphänomene
 - Zwergnovaausbrüche (normale Ausbrüche, Superausbrüche, Superhumps, negative Superhumps, das Z Cam-Phänomen)
 - Die Ausbrüche der transienten Röntgenquellen
 - magnetische Akkretion (intermediate polars, DQ Her Sterne, Röntgenpulsare, AM Her Sterne, Entstehung von ms-Pulsaren)
 - Quasiperiodische Oszillationen (QPOs) bei Röntgendoppelsternen und Kataklysmischen Variablen
 - Nukleares Brennen auf kompakten Sternen (Supersoft X-Ray Sources, klassische Novae, Typ I-Röntgenausbrüche)

Weisse Zwerge, Neutronensterne, Schwarze Löcher und "normale" Sterne im Vergleich

Sterntyp	Druckquelle	chem. Zus.	Masse	Radius	$\frac{R_s}{R}$	urspr. Masse
Weisser Zwerg	Fermi-Dirac-Entartung der Elektronen	He, oder C, O, oder O, Ne, Mg	$< M_{\text{CH}}$ $\approx 1.4 M_{\odot}$	$\sim 10^4$ km	$\sim 3 \cdot 10^{-4}$	$\sim 0.8 M_{\odot} - \sim 8 M_{\odot}$
Neutronenstern	starke W.W. + Entartung der Neutronen	$\sim 90\%$ n $\sim 10\%$ p	$M_{\text{CH}} - \sim 3 M_{\odot}$	~ 10 km	~ 0.3	$\sim 8 M_{\odot} - \sim 25 M_{\odot}$
Schwarzes Loch	—	—	$\geq 3 M_{\odot}$	$R_s = \frac{2GM}{c^2}$ $= 3 \text{ km} \frac{M}{M_{\odot}}$	1	$\geq 25 M_{\odot}$
Hauptreihen - stern	Gasdruck + Strahlung	$\sim 75\%$ H $\sim 25\%$ He	$0.08 M_{\odot} -$ $\sim 100 M_{\odot}$	$0.1 R_{\odot} -$ $\sim 20 R_{\odot}$	$4 \cdot 10^{-6} -$ $4 \cdot 10^{-5}$	

Vorkommen von **Weissen Zwergen**, **Neutronensternen** und **Schwarzen Löchern**

	als Einzelsterne	in Doppelsternsystemen	mit Akkretion*
Weisse Zwerge	unauffällige, schwache, "blaue" Sterne. $N \approx 5600$ Vorläufer: <u>Zentralsterne</u> <u>Planetarischer Nebel</u> , sehr heiss ($T \approx 10^5 K$) und blau. $N \approx 1500$	unauffällige, schwache, "blaue" Sterne, vom Begleiter überstrahlt \rightarrow schwer zu finden. Bsp. Sirius B, Procyon B, 40 Eri B $N \approx 80$ mit Radiopulsaren, $N \approx 75$	<u>Novae</u> , <u>Zwergnovae</u> und <u>verwandte Objekte</u> (sind sehr auffällige veränderliche Sterne mit z.T. starken Ausbrüchen (Novae)) $N \approx 1600$
Neutronensterne	<u>Radiopulsare</u> , $N \approx 1800$ (z.B. Pulsar im Krebsnebel), einzelne NS als Röntgenquellen, anormale Röntgenpulsare, Soft γ -ray repeaters (SGR)	<u>Pulsardoppelsterne</u> , $N \approx 150$ (z. B. der berühmte Binärpulsar PSR 1913+16) <u>Doppelpulsare</u> : $N = 1$ <u>Doppelneutronensterne</u> : $N = 5$	<u>Röntgendoppelsterne</u> (Röntgenpulsare), "massereiche", $N \approx 150$ "massearme", $N \approx 150$ (in der Milchstrasse)
Schwarze Löcher	praktisch nicht beobachtbar, kein Bsp. bekannt	praktisch nicht beobachtbar, kein Bsp. bekannt	<u>Röntgendoppelsterne</u> HMXBs: $N \approx 3$ IMXBs: $N \approx 3$ LMXBs: $N \approx 14$

*) Akkretion = Anlagerung von vom Begleitstern abströmender Materie \rightarrow Akkretionsleuchtkraft !

ENGE DOPPELSTERNE MIT KOMPAKTEN KOMPONENTEN

► Kompakte Sterne : Endstadien der Sternentwicklung

1) **Weisse Zwerge** : $M < M_{\text{CH}} \approx 1.4 M_{\odot}$, $R \approx 10^{-2} R_{\odot}$

2) **Neutronensterne** : $M_{\text{CH}} \lesssim M \lesssim 3 M_{\odot}$, $R \approx 10 \text{ km}$

3) **Schwarze Löcher** : $M \gtrsim 3 M_{\odot}$, $R = R_s = \frac{2GM}{c^2}$

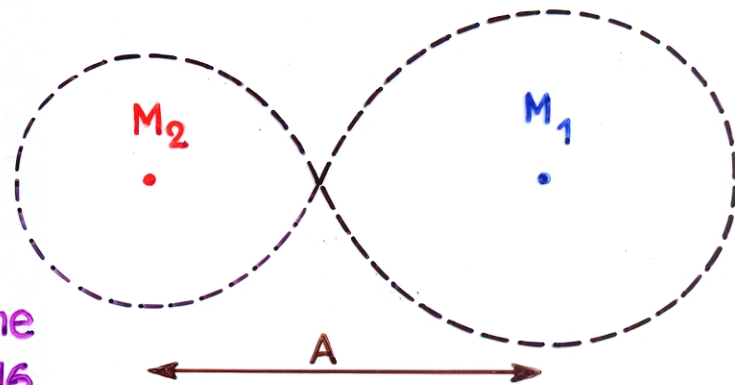
► Enge Doppelsterne (mit einem kompakten Primärstern)

a) weit getrennte Systeme

Sekundärstern : $R_2 \ll A$

Beispiele :

Millisekundenpulsar-Doppelsterne
"Der" Binärpulsar PSR 1913+16

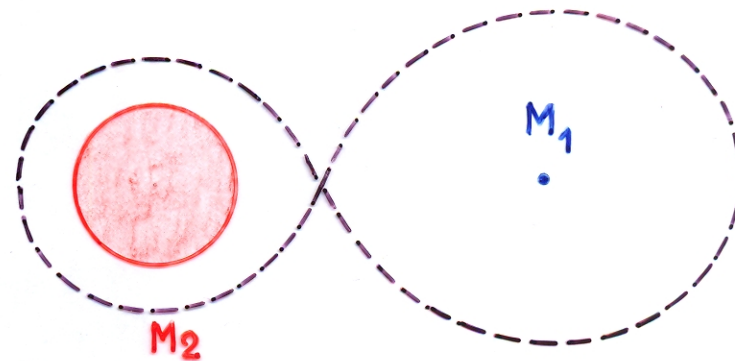


b) enge, getrennte Systeme (D)

Sekundärstern : $R_2 < R_{2,\text{krit}}$

Beispiele :

Präkataklysmische Doppelsterne
(Massereiche Röntgendoppelsterne)

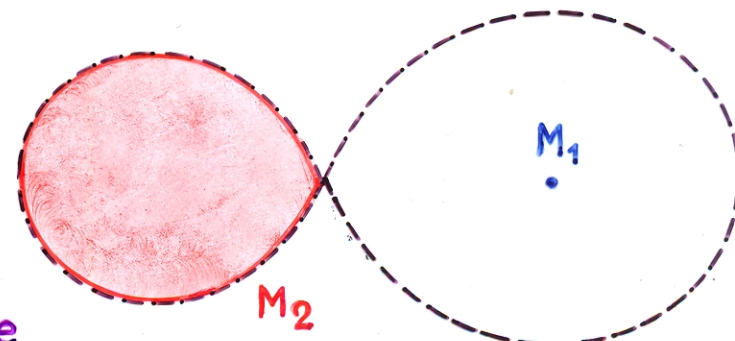


c) halbgetrennte Systeme (SD)

Sekundärstern : $R_2 = R_{2,\text{krit}}$

Beispiele :

massearme Röntgendoppelsterne
Kataklysmische Doppelsterne



Doppelsterne mit kompakten Komponenten (Übersicht)

Getrennte Systeme : (ohne Massentransfer)

$M_2 \backslash M_1$	Weisser Zwerg	Neutronenstern	Schwarzes Loch
Weisser Zwerg	≥ 45	Pulsare (≥ 75)	
Neutronenstern		Pulsare (≥ 6)	
Schwarzes Loch			
HR-Stern, $M_2 \lesssim M_{\odot}$	Präkataklysmische Systeme (≥ 65)	Pulsare (≥ 5)	
HR-Stern, $M_2 \gtrsim M_{\odot}$	zahlreich	HMXBs (≥ 150) Pulsare (~ 3)	
Riese	symbiotische St.		
Überriese	symbiotische St.		

Halbgetrennte Systeme : (mit Massentransfer $M_2 \rightarrow M_1$)

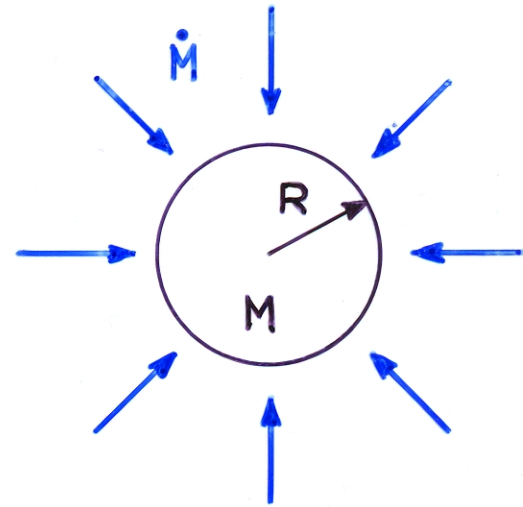
$M_2 \backslash M_1$	Weisser Zwerg	Neutronenstern	Schwarzes Loch
Weisser Zwerg	Kataklysmische Systeme (16)	LMXBs (11)	
Neutronenstern			
Schwarzes Loch			
HR-Stern, $M_2 \lesssim M_1$	Kataklysmische Systeme (≥ 610)	LMXBs (≥ 55)	LMXBs (≥ 11) IMXBs (3)
HR-Stern, $M_2 \gtrsim M_1$	Supersoft X-ray sources (≥ 13)		Röntgendoppelsterne (0)
Riese, kleines M_c	~ 6 CVs, symbiot. St.	LMXBs (~ 4)	LMXBs (≥ 6)
Überriese	symbiotische St.		

AKKRETION

- ▶ strukturbildender Prozess
- ▶ Energiequelle
- ▶ kompakte Objekte
- ▶ Akkretionsmodi → Strömungseigenschaften
- ▶ primäre Akkretionsphänomene (unmittelbare Auswirkungen der Akkretion)
- ▶ sekundäre Akkretionsphänomene (mittelbare Auswirkung der Akkretion)
- ▶ Forschungsgebiet an den Münchner / Garchingener Instituten

AKKRETION ALS ENERGIEQUELLE

$$\dot{E} \approx \frac{GM}{R} \dot{M}$$



- $\frac{M}{R}$ gross \rightarrow effiziente Energieerzeugung

\Rightarrow Akkretion auf kompakte Objekte

Weisse Zwerge: $\frac{GM}{R} \approx 10^{-4} c^2 \approx 100 \text{ keV/Nukleon}$

Neutronenstern: $\frac{GM}{R} \approx 0.2 c^2 \approx 200 \text{ MeV/Nukleon}$

Schwarzes Loch: $\frac{GM}{R} \approx 0.057 c^2 - 0.42 c^2$

- zum Vergleich: nukleare Energieerzeugung:

Massendefekt $< 0.007 c^2 \approx 8 \text{ MeV/Nukleon}$

Akkretion auf kompakte Sterne: \rightarrow Akkretionsleuchtkraft L_{accr}

► dabei $L_{\text{accr}} \gg$ alle anderen Leuchtkräfte möglich!

Grund: Gravitationspotential $\phi(R_c) = -\frac{GM_c}{R_c}$

Weisser Zwerg: $-\phi(R_{\text{WZ}}) \approx 200 \text{ keV/Nukleon}$

Neutronenstern: $-\phi(R_{\text{NS}}) \approx 200 \text{ MeV/Nukleon}$

Schwarzes Loch: $-\phi(R_s) = \eta c^2$, $0.057 \leq \eta \leq 0.42$

Abschätzung für Doppelsterne

Massenquelle: HR-Stern, $L_{\text{HR}} \approx L_{\odot} \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^{\alpha}$, $\alpha \approx 3$, M-L-Beziehung

kompakter Stern:

$$M = M_c = \begin{cases} 1 M_{\odot} & \text{für WZ} \\ 1.4 M_{\odot} & \text{für NS} \end{cases}$$

$$R = R_c = \begin{cases} 10^{-2} R_{\odot} & \text{für WZ} \\ 10^6 \text{ cm} & \text{für NS} \end{cases}$$

► Akkretionsleuchtkraft $L_{\text{accr}} \approx \frac{GM_c(-\dot{M})}{R_c}$

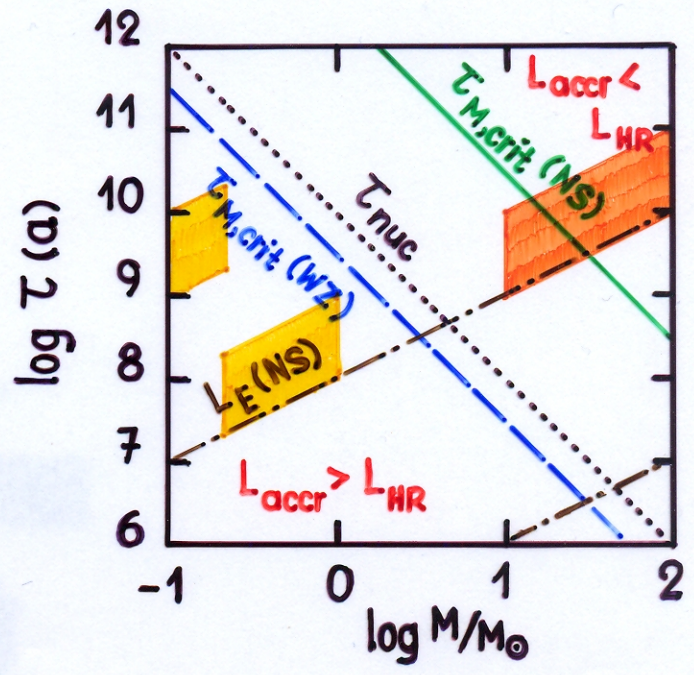
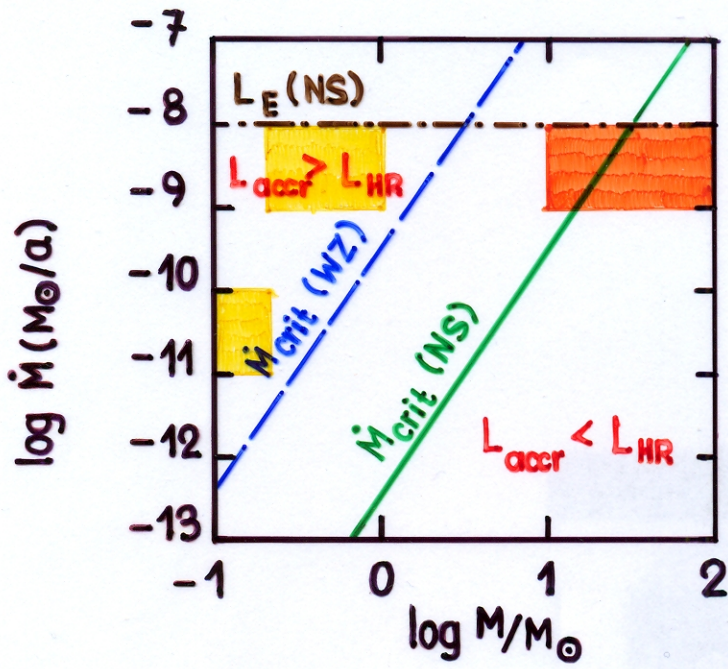
Def. \dot{M}_{crit} , so dass $L_{\text{accr}}(\dot{M}_{\text{crit}}) = L_{\text{HR}}(M) \rightarrow -\dot{M}_{\text{crit}} = \frac{R_c L_{\odot}}{GM_c} \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^3$

$$\rightarrow \log \frac{-\dot{M}_{\text{crit}}}{M_{\odot}/\text{a}} = 3 \log \frac{M}{M_{\odot}} - \begin{cases} 9.5 & \text{für WZ} \\ 12.5 & \text{für NS} \end{cases}$$

Def. $\tau_{M,\text{crit}} = \frac{M}{-\dot{M}_{\text{crit}}} = \frac{GM_c M_{\odot}}{R_c L_{\odot}} \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^{-2}$

$$\rightarrow \log \tau_{M,\text{crit}}(a) = -2 \log \frac{M}{M_{\odot}} + \begin{cases} 9.5 & \text{für WZ} \\ 12.5 & \text{für NS} \end{cases}$$

Def. $\tau_{\text{nuc}}(M) \approx 10^{10} \text{ a} \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right) \left(\frac{L}{L_{\odot}}\right)^{-1} = 10^{10} \text{ a} \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^{-2}$



Def. $L_E = \frac{4\pi GcM}{\alpha_{es}} \approx 6.5 \cdot 10^4 L_\odot \frac{M}{M_\odot} (1+X)^{-1}$: Eddington-Leuchtkraft

$L \gtrsim L_E$: Strahlungsdruck dominiert, Akkretion wird behindert

► Fazit :

$L_{accr} \gg L_{HR}$ bei LMXBs, für die $M \lesssim 1M_\odot$

$L_{accr} > L_{HR}$ bei CVs (WZ), für die $M \lesssim 1M_\odot$, sofern \dot{M} nicht zu klein ($\dot{M} \gtrsim 10^{-10} M_\odot/a$)

$L_{accr} \sim L_{HR}$ in massereichen Röntgendoppelsternen ($M \gtrsim 10M_\odot$)

für WZ: wenn $L_{accr} > L_{HR} \rightarrow \tau_M < \tau_{HR}$

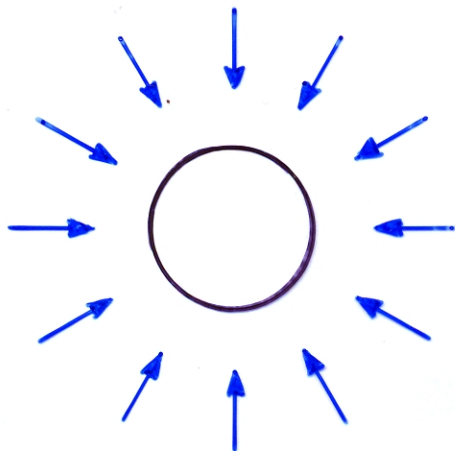
Beobachtungen:

CVs und LMXBs

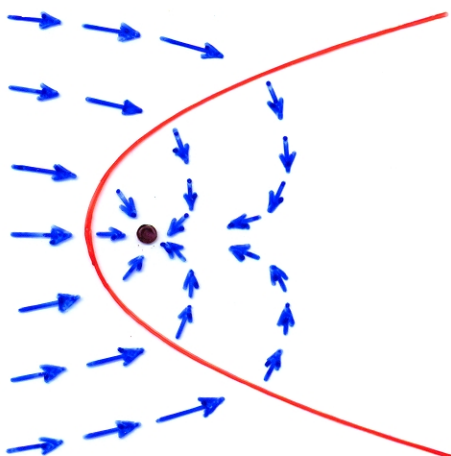
massereiche Röntgendoppelsterne

Akkretionsmoden

1) radialsymmetrisch:



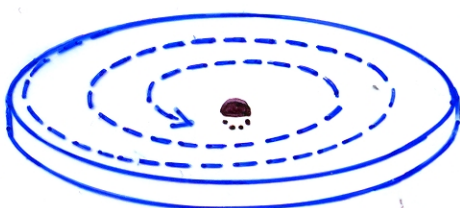
2) Akkretion aus einem Wind: – massereiche Röntgendoppelsterne (NS akkretiert aus dem Wind des Begleiters)



→ Röntgenpulsare (NS)

→ Be-Stern Röntgenquellen (NS)

3) Scheibenakkretion:



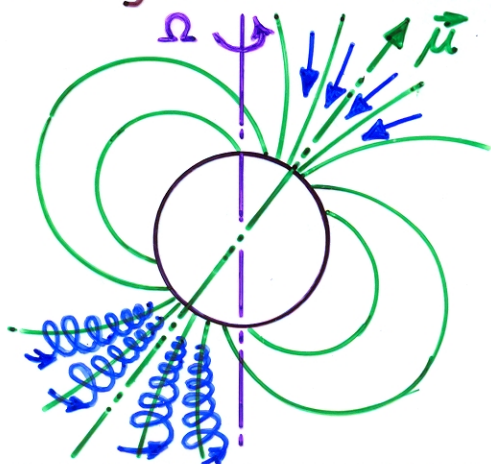
– Massentransfer in Doppelsternen

→ Röntgendoppelsterne (NS, BH),
CVs (WZ), symbiot. Sterne (WZ),
Algol-Systeme (HR)

– protostellare Scheiben

– Zentren von AGNs

4) magnetische Akkretion:



– Massentransfer in Doppelsternen
auf einen magnetisierten Stern

→ Röntgenpulsare (NS), $\Omega_{\text{rot}} \gg \omega_B$

→ magn. CVs, IP (WZ), $\Omega_{\text{rot}} > \omega_B$

→ magn. CVs, AM (WZ), $\Omega_{\text{rot}} = \omega_B$

Akkretionsphänomene

a) primäre Phänomene

▶ Rotationsmodulation der Akkretionsleuchtkraft

- Röntgenpulsare : magn. Akkretion auf NS aus einem Wind oder einer Scheibe, $\Omega_{\text{rot}} \gg \omega_B$
- Intermediate Polars: magn. Akkretion auf WZ aus einer Scheibe, $\Omega_{\text{rot}} > \omega_B$

▶ Spin-up/down des akkretierenden Sterns

- Röntgenpulsare
- CVs, Intermediate Polars

▶ **Scheibeninstabilitäten**

- LMXBs: Ausbrüche von Röntgenovae (soft X-ray transients)
- CVs: Zwergnovaausbrüche
 - Normalausbrüche
 - Superausbrüche
- protostellare/planetare Scheiben: Ausbrüche von FU Ori Sternen

▶ Jets und Winde

- AGNs und QSOs (superluminale Jets, Winde)
- Röntgendoppelsterne (luminale Jets, Winde)
- CVs (nur Winde)
- protostellare Scheiben (subluminale Jets, Winde), Herbig-Haro Obj

▶ QPOs (quasiperiodische Oszillationen)

- LMXBs
- CVs

▶ andere

- LMXBs: Typ II Röntgenausbrüche (Rapid Burster)
- Flickering (CVs, LMXBs)

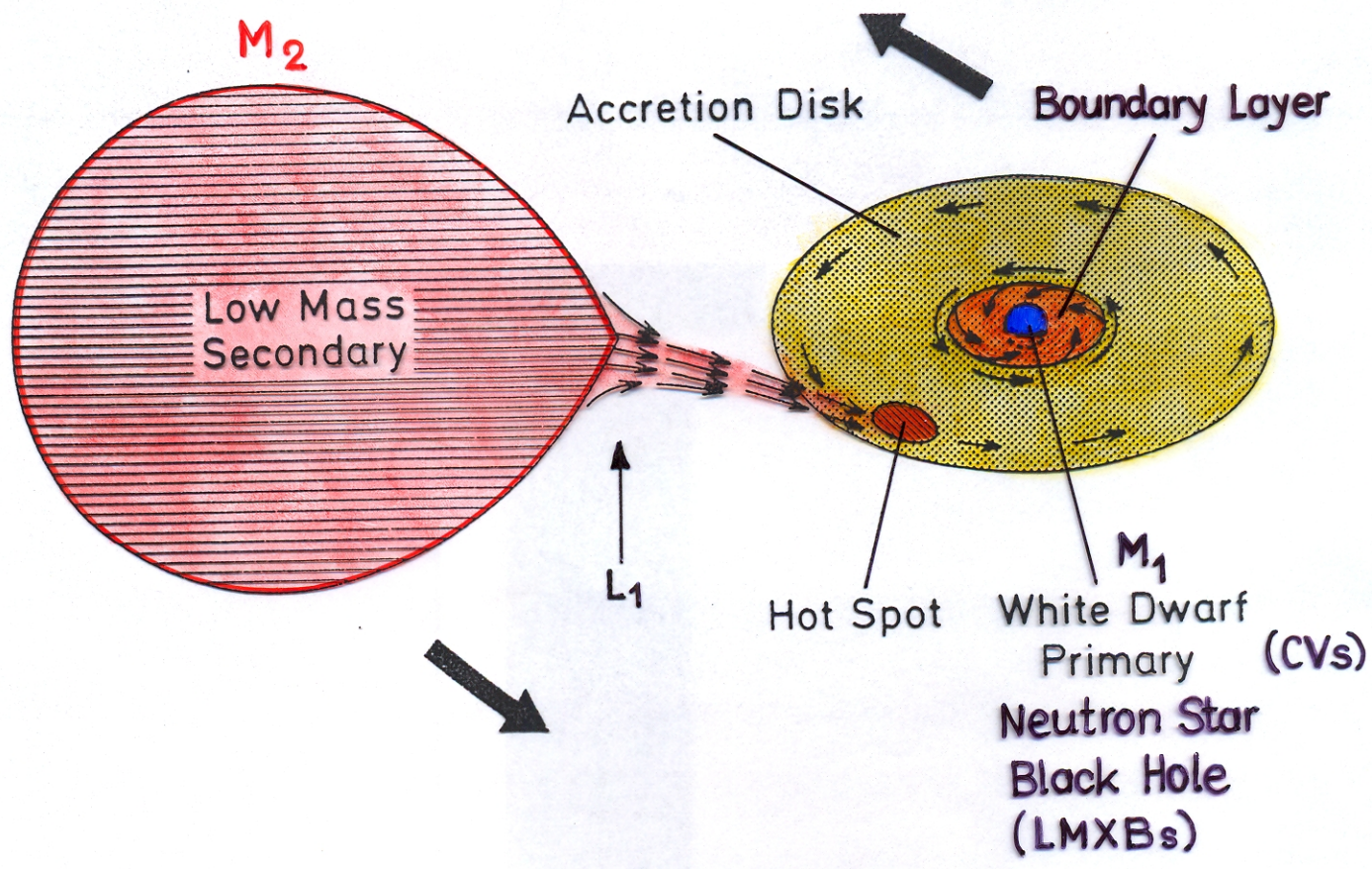
Akkretionsphänomene

b) sekundäre Phänomene

▶ **thermonukleares Brennen**

- CVs: explosives Wasserstoffbrennen auf WZ ↪ klassische/ rekurrierende Novae
- supersoft X-ray sources (SSSs): stationäres Wasserstoffbrennen auf WZ
- LMXBs: explosives Heliumbrennen auf NS ↪ Typ I Röntgenausbrüche

Das Doppelsternmodell für massearme Röntgendoppelsterne und für Kataklysmische Doppelsterne



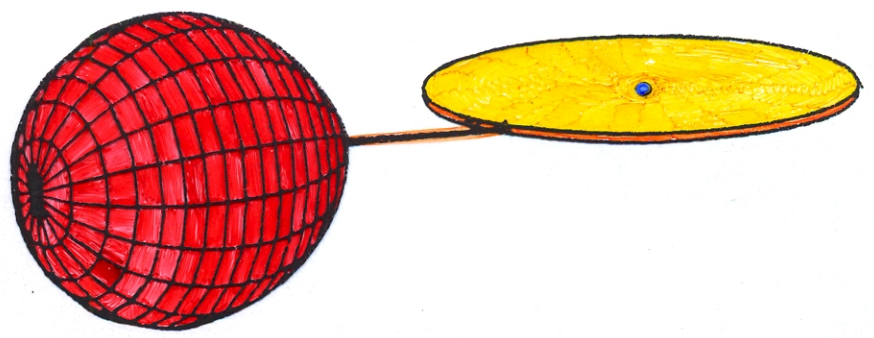
Charakteristische Parameter

- ▶ **Primärstern:** Weisser Zwerg, $M_1 < M_{CH} \approx 1.4 M_{\odot}$
 → Kataklysmischer Doppelstern
- Neutronenstern, $M_{CH} \lesssim M_1 \lesssim 3 M_{\odot}$
- Schwarzes Loch, $M_1 \gtrsim 3 M_{\odot}$
 → massearmer Röntgendoppelstern
- ▶ **Sekundärstern:** Hauptreihenstern
 Riese
 entarteter Zwergstern } $M_2 \lesssim M_1$
- ▶ **Umlaufszeit:** $80 \text{ min} \lesssim P \lesssim 16^h$, wenn M_2 auf der HR
 $\gtrsim 2^d$, wenn M_2 ein Riese
 $\lesssim 1^h$, wenn M_2 entartet

Systeme mit einem magnetisierten kompakten Stern

a) $r_M \lesssim R_1 \ll A$

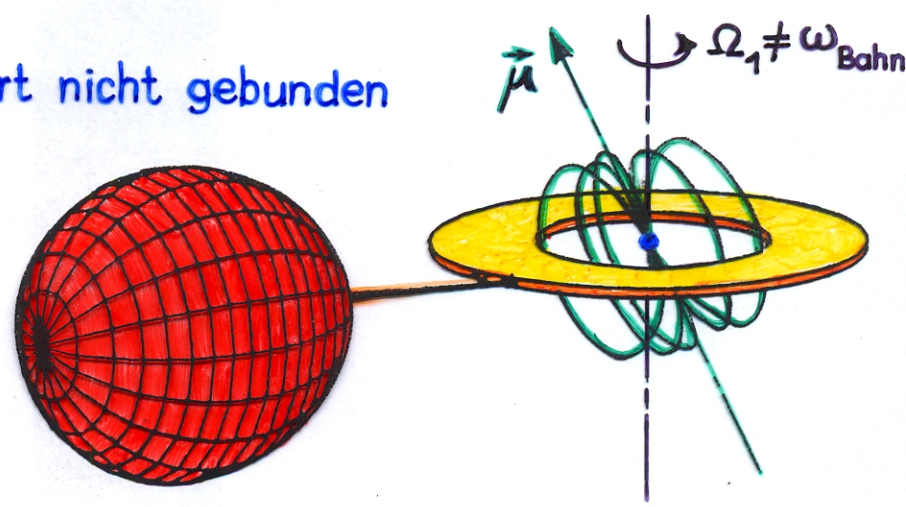
- "nicht-magnetische Systeme
- Standardmodell mit Akkretionsscheibe



- ▶ Beispiele : ~ 80% der Kataklysmischen Doppelsterne
Röntgenburster & massearme Röntgendoppelsterne

b) $R_1 < r_M \lesssim \frac{1}{2} A$

- ▶ kompakter Stern rotiert nicht gebunden
Magnetosphäre verdrängt den inneren Teil der Scheibe



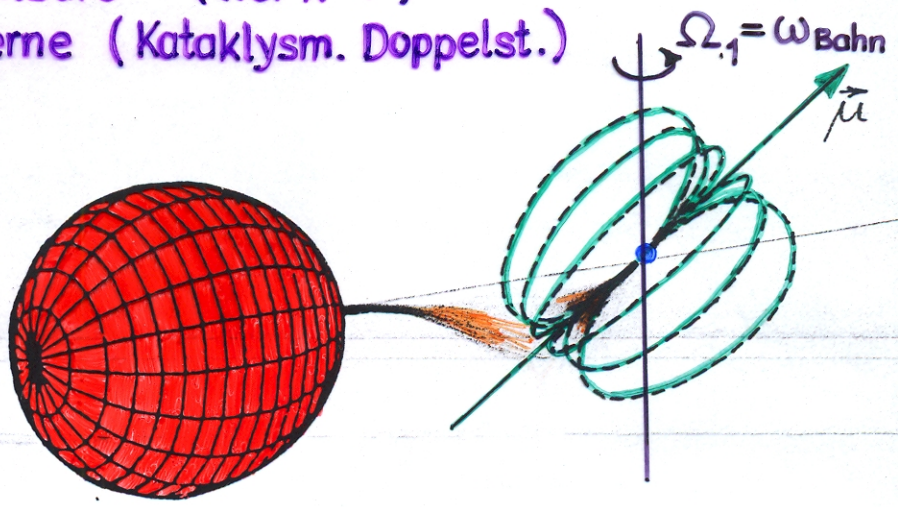
- ▶ Akkretion an den magnetischen Polen

→ Leuchtturmeffekt → opt. & Röntgenpulse

- ▶ Beispiele: Röntgenpulsare (Her X-1)
DQ Her-Sterne (Kataklysm. Doppelst.)

c) $r_M \gtrsim A$

- ▶ keine Scheibe, kompakter Stern rotiert gebunden



- ▶ Akkretion an den magn. Polen

- ▶ Beispiele : AM Her-Sterne (Kataklysm. Doppelsterne)
mit $B \approx 20-60 \text{ MG} \hat{=} \mu \approx 10^{34} \text{ Gcm}^3$

Beobachtete Eigenschaften von Kataklysmischen Variablen (CVs)

- ▶ ≥ 1600 Objekte bekannt, davon ca. 650 mit bekannter Bahnperiode
 - (→ Ritter & Kolb 2003, A&A 404, 301; Downes et al. 2001, PASP 113, 764)
- ▶ die meisten CVs sind alte Pop. I Objekte, \exists einige wenige in Kugelhaufen
- ▶ CVs werden in zahlreiche Unterklassen eingeteilt, hauptsächlich nach dem photometrischen Verhalten und der Magnetisierung des Weissen Zwerags, u.a. unterscheidet man:
 - klassische Novae (N)
 - Zwergnovae (DN) + Unterklassen
 - novaähnliche Systeme (NL) + Unterklassen
 - magnetische Systeme (AM, IP, DQ, ...)
 - und andere mehr

N.B.: diese Klassen sind nicht disjunkt!

- ▶ Die Bahnperioden sind im wesentlichen bimodal verteilt!

$\lesssim 50\%$ mit $78\text{min} \leq P \leq 2^h$ } \rightarrow nur relativ wenige mit $2^h \lesssim P \lesssim 3^h$
 $\lesssim 50\%$ mit $3^h \lesssim P \lesssim 16^h$ } \rightarrow sog. Periodenlücke

\exists einige Systeme mit $10\text{min} \lesssim P \lesssim 40\text{min}$ und wenige mit $P \gtrsim 2^d$;
 alle Unterklassen "respektieren" die Lücke (mehr oder weniger).

- ▶ Die Sekundärsterne sind vorwiegend massearme "Hauptreihensterne"

- ▶ Die Massentransferraten sind nicht genau bekannt; typische Werte:
 oberhalb der Lücke ($P \gtrsim 3^h$): $10^{-9} M_{\odot}/a \lesssim \langle -\dot{M}_2 \rangle \lesssim 10^{-8} M_{\odot}/a$,
 unterhalb der Lücke ($78\text{min} \leq P \lesssim 2^h$): $10^{-11} M_{\odot}/a \lesssim \langle -\dot{M}_2 \rangle \lesssim 10^{-10} M_{\odot}/a$.

Bei jedem $P \exists$ Streuung von $-\dot{M}_2$ von mindestens einem Faktor 10!
 Die Ursache dafür ist nicht genau bekannt.

\rightarrow Entwicklungszeitskala ($-\dot{M}_2/\dot{M}_2$): oberhalb der Lücke $\sim 10^8 a$
 unterhalb der Lücke $\sim 10^9 a$

- ▶ Die Massen sind im allgemeinen nicht oder nur ungenau bekannt. \exists "glaubhafte" Massen für nur ganz wenige Systeme (~ 20).

\rightarrow mittlere beobachtete Masse der WZ in CVs $\langle M_{wz} \rangle_{cv} \approx 0.8 M_{\odot}$ ist deutlich grösser als die mittlere Masse isolierter WZ $\langle M_{wz} \rangle \approx 0.6 M_{\odot}$.

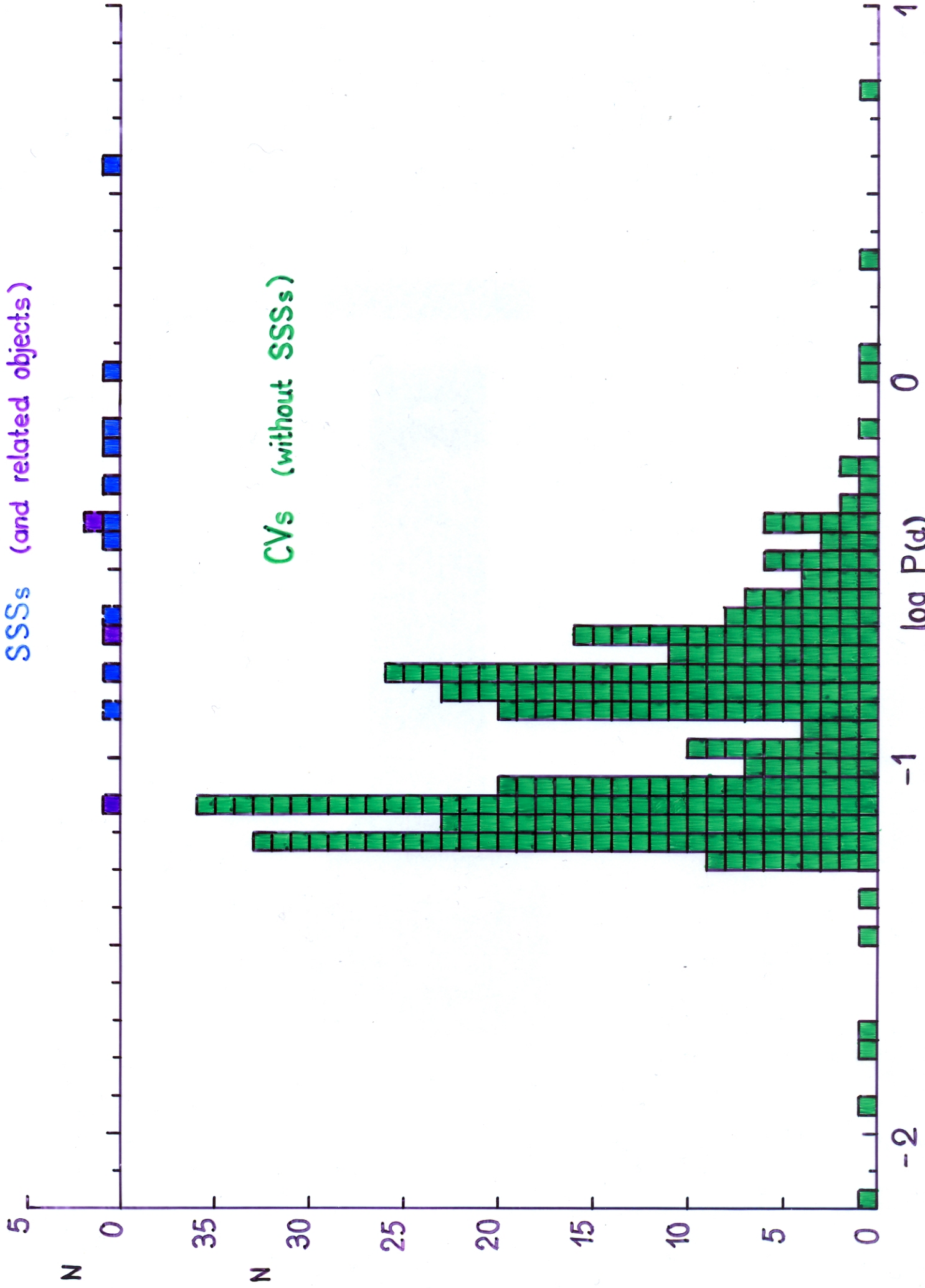
Distribution of the orbital periods of CVs and SSSs

4/99

V/C**1/5

SSSs (and related objects)

CVs (without SSSs)



Supersoft X-Ray Sources (SSS)

a) Was sind SSS ?

- ▶ leuchtkräftige Röntgenquellen mit $L_{bol} \sim L_{Edd} (1M_{\odot}) \approx 5 \cdot 10^4 L_{\odot} (1+X)^{-1}$
mit Schwarzkörper-Temperaturen $kT_{bb} \approx 10 - 100 \text{ eV} (\hat{=} 10^5 - 10^6 \text{ K})$
→ $R \approx 0.5 R_{\odot} \dots 0.005 R_{\odot}$

Beobachtungskriterien (zur Ausgrenzung der SSS gegen andere Quellen)

- $\approx 90\%$ der Photonen mit $h\nu \lesssim 0.5 \text{ keV}$, sehr weiches Röntgenspektrum.
- kein Vordergrundobjekt geringer Leuchtkraft (wie etwa WZ, kühler Stern mit Korona, CV (insbesondere AM Her Sterne!), ect.), kein Fluss im EUV-Bereich ($h\nu \approx$ einige 10 eV) beobachtet.
- Anhaltspunkte für grosse Entfernung (→ grosse Leuchtkraft)

b) Was beobachtet(e) man, und wo ? (haupts. mit ROSAT)

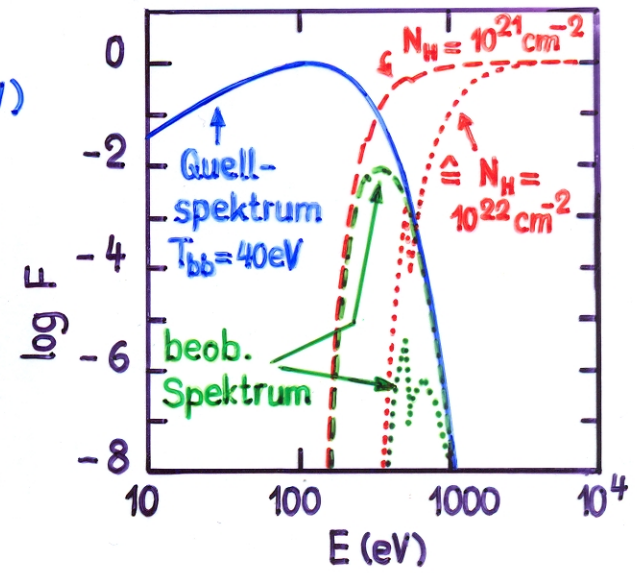
Da nahe (leuchtschwache) Quellen ausgeschlossen sind (→ Beobachtungskriterien), sieht man die SSS bevorzugt in Richtung geringer H-Säulendichte. (N.B. Strahlung im Bereich $13.5 \text{ eV} < h\nu \lesssim 0.1 - 1 \text{ keV}$ wird durch neutralen Wasserstoff im interstellaren Gas stark absorbiert → Figur).

- in hohen galaktischen Breiten
- LMC, SMC, M31, und einige wenige in der Milchstrasse (MW)

Zusammenstellung der SSS
→ Tabelle

Welche Objekte ?

- junge, sehr heisse WZ ($T > 10^5 \text{ K}$)
- Zentralsterne von Planetarischen Nebeln
- alte Novae (Jahre nach dem Ausbruch)
- symbiotische Sterne, symbiotische Novae
- andere, kurzperiodische Doppelsterne, $P \approx 0.5 \dots$ einige Tage



} enge Doppelsterne

Table 1. Summary of all known supersoft X-ray sources with luminosities above 10^{36} erg/s excluding PG 1159-type stars and supersoft AGN.

Name	Count rate ⁽¹⁾ (cts/s)	T ⁽²⁾ (eV)	L _{bol} (erg/s)	Type	Period
Large Magellanic Cloud					
RX J0439.8-6809	1.35	20-25 (wd)	$10-14 \times 10^{37}$	SSS	3.37 h
RX J0513.9-6951	<0.06-2.0	30-40 (bb)	$0.1-2 \times 10^{38}$	SSS	18.24 h
RX J0527.8-6954	0.004-0.25	18-45 (bb)	$1-10 \times 10^{37}$	SSS?	9.42 h
RX J0537.7-7034	0.02	18-30 (bb)	$0.6-2 \times 10^{37}$		
CAL 83	0.98	20-50 (bb)	$1-10 \times 10^{38}$	SSS	1.04 d
CAL 87	0.09	65-75 (wd)	$6-20 \times 10^{37}$	SSS	10.6 h
RX J0550.0-7151	<0.02-0.9	25-40 (bb)			
Small Magellanic Cloud					
1E 0035.4-7230	0.33	40-50 (wd)	$0.8-2 \times 10^{37}$	SSS	4.1 h
RX J0048.4-7332	0.19	25-45 (wd)	$1-8 \times 10^{38}$	Sy	
RX J0058.6-7146	<0.001-0.7	15-70 (bb)	2×10^{36}		
1E 0056.8-7154	0.29	30-40 (wd)	2×10^{37}	PN	
Andromeda Galaxy (M31)					
RX J0037.4+4015	0.3×10^{-3}	43			
RX J0038.5+4014	0.8×10^{-3}	45			
RX J0038.6+4020	1.7×10^{-3}	43			
RX J0039.6+4054	0.4×10^{-3}	45			
RX J0040.4+4009	0.8×10^{-3}	42			
RX J0040.7+4015	1.3×10^{-3}	42			
RX J0041.5+4040	0.3×10^{-3}	40			
RX J0041.8+4059	0.5×10^{-3}	43			
RX J0042.4+4044	1.7×10^{-3}	43			
RX J0043.5+4207	2.2×10^{-3}	45			
RX J0044.0+4118	2.5×10^{-3}	42			
RX J0045.4+4154	< 10^{-5} -0.03	70-90 (wd)	$5-10 \times 10^{37}$		
RX J0045.5+4206	3.1×10^{-3}	20-48 (bb)	7×10^{37}		
RX J0046.2+4144	2.1×10^{-3}	38			
RX J0046.2+4138	1.1×10^{-3}	40			
RX J0047.6+4205	1.0×10^{-3}	39			
Galactic Sources					
RX J0019.8+2156	2.0	25-37 (wd)	$3-9 \times 10^{36}$	SSS	15.85 h
RX J0925.7-4758	1.0	70-75 (wd)	$3-7 \times 10^{35(3)}$	SSS	3.5-4 d
GQ Mus	0.1	25-35 (bb)	$1-2 \times 10^{38}$	N	1.41 h
1E 1339.8+2837	0.01-1.1	20-45 (bb)	$0.12-10 \times 10^{35}$		
AG Dra	1.0	10-15 (bb)	$1.4 \times 10^{36(3)}$	Sy	554 d
RR Tel	0.18	12 (wd)	1.3×10^{37}	Sy	387 d
Nova Cyg 1992	0.03-76		2×10^{38}	N	1.95 h

(1) Count rates in the ROSAT PSPC corrected for vignetting, i.e. absorbed on-axis count rates. Count rates in the HRI have been converted to PSPC rates using a conversion factor of PSPC/HRI = 7.8 (Greiner et al. 1996a).

(2) Temperatures for the M31 sources are the maximum blackbody temperatures derived from the hardness ratios at the appropriate absorbing column (Greiner et al. 1996b).

(3) Luminosity for assumed distance of 1 kpc.

Enge Doppelsterne unter den Supersoft X-ray Sources und verwandte Objekte

Quelle: Ritter, H., Kolb, U.: 2003, A&A 404, 301 mit Ergaenzungen (Stand Januar 2004)

Objekt	Bezeichnung	Rosat-Quelle?	anderer Typ	Bahnperiode(d)	Bedeckungen?	Bahnneigung (Grad)	Spektraltyp des Begleiters	Bemerkungen
MR Vel	J0925-4758	Ja		4.029782		45 - 65		
CAL 83	J0543-6822	Ja		1.04752		~25		
	J0513-6951	Ja		0.76278		~15		
QR And	J0019+2156	Ja		0.660472	Ja	50 - 60	WN5:	
V Sge		Ja		0.514197	Ja	72 +/- 6		
CAL 87	0547-7109	Ja		0.442677	Ja	~78		SSS?
WX Cen		Nein		0.4170				SSS?
HD 45166	J0527-6954	Ja		0.3926				SSS?
V617 Sgr		Nein		0.357			sdO/gWR + B8V	
SMC 13	J0035-7230	Nein		0.207167	Ja	20 - 50	WN5	
	J0537-7034	Ja		0.171926		45 - 70		transient
V751 Cyg		Ja	VY	0.147		10 - 50		
	J0439-6809	Ja		0.144464				Periode fraglich
T Pyx		Nein	Nr	0.1403				
				0.076223				

VY = VY Scl-Stern, sog. Anti-Zwergnova

Nr = rekurrierende Nova

c) theoretische Deutung der SSS

► nuklear brennende Weisse Zwerge

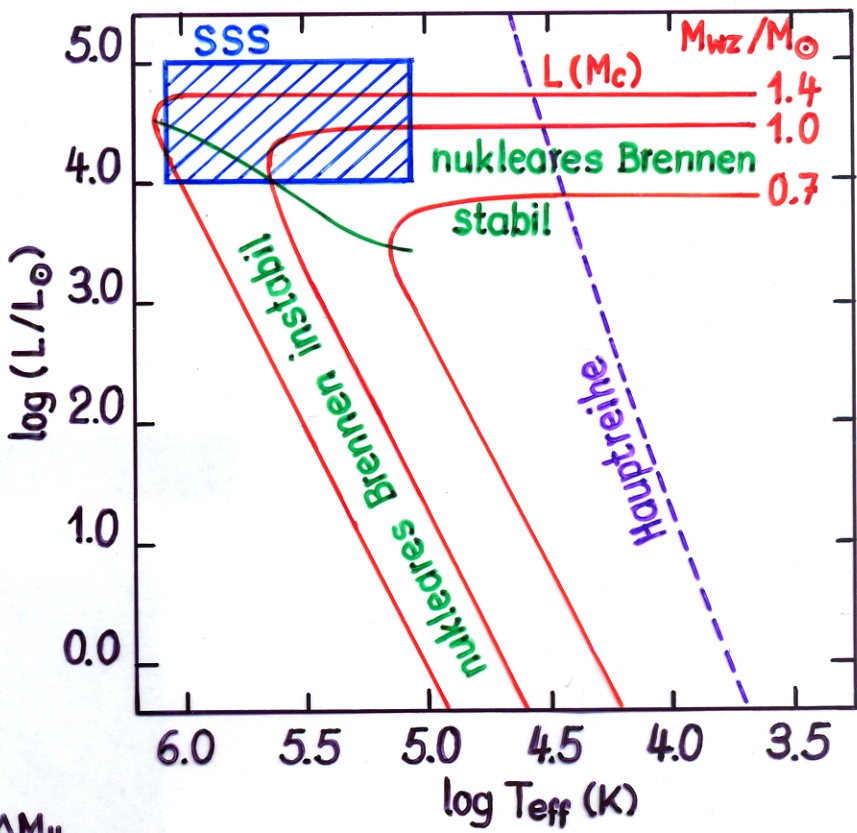
- Einzelsterne , oder
- in engen Doppelsternen

SSS als Einzelsterne

- Objekte im Übergang vom AGB zu den WZ , ev. mit spätem thermischen Puls : PG 1159 - Objekte , ZPN

nukleares Brennen mit $L = L(M_c)$ ist thermisch stabil , Zeitskala $\tau_{nuc} = \frac{\Delta M_H}{X_0 Q L(M_c)}$

nukleares Brennen mit $R \approx R_{WZ}(M_c)$ ist säkular instabil.



SSS in engen Doppelsternen

► akkretierende Weisse Zwerge

- mit thermisch stabilem nuklearem H-Brennen , wenn $\dot{M}_{accr} \gtrsim 10^{-7} M_\odot/a$
 z.B. in "CVs" mit therm. instabilem Massentransfer , d.h. wenn $M_2 > M_1/q_{crit} \gtrsim 1.6 M_\odot \rightarrow$ Umlaufszeit $P \gtrsim 0.5^d$, oder
 in CVs mit einem nuklear weit entwickelten Sekundärstern (Riese) \rightarrow symbiotische Sterne mit $P \gtrsim 10^2 d$.
- mit thermisch instabilem nuklearem H-Brennen
 z.B. in Form von H-Schalen-Flashes , wenn $10^{-9} M_\odot/a \lesssim \dot{M}_{accr} \lesssim 10^{-7} M_\odot/a$
 \rightarrow sog. symbiotische Novae , oder
 in Form von Novae (Jahre nach dem Ausbruch) , wenn $\dot{M}_{accr} \lesssim 10^{-9} M_\odot/a$

Massearme Röntgendoppelsterne

Inventar (Liu et al. 2001, A&A 368, 1021)

150 Objekte (in der Milchstrasse, Kugelsternhaufen, grosse Magellansche Wolke)

63 mit Röntgenausbrüchen (sog. X-ray bursts)

5 Röntgenpulsare

75 transiente (nicht immer sichtbare) Quellen

11 mit einem Schwarzen Loch ($M_c > 3M_\odot$)
+ 8 weitere Kandidaten

5 Jet-Quellen (sog. Mikroquasare)

N. B.
diese
Kategorien
sind nicht
notwendiger-
weise
disjunkt !

Vorkommen

Milchstrasse : ~ 135

Kugelsternhaufen : 13

LMC 2

SMC —

Röntgenleuchtkraft

typisch: $250 L_\odot - 25'000 L_\odot$

helle Quellen im galaktischen Zentrum: $20'000 L_\odot - 60'000 L_\odot$

Quellen mit Röntgenausbrüchen : $4'000 L_\odot - 20'000 L_\odot$

→ sehr helle Objekte, und da Röntgenstrahlung sehr durchdringend ist:

Inventar der dauernd hellen Objekte ist nahezu vollständig

(Zahl der transienten Quellen wächst nach wie vor)

Demographie der LMXBs

1) Statistik

Milchstrasse : \exists 135 LMXBs, davon ~ 120 NS-LMXBs, ~ 15 BH-LMXBs
von den ~ 120 NS-LMXBs sind 63 X-ray burster

Kugelhaufen : \exists 13 LMXBs, davon 13 NS-LMXBs,
von den 13 NS-LMXBs sind 11 X-ray burster

LMC : \exists 2 LMXBs

- Milchstrasse: $\sim 50\%$ der NS-LMXBs sind X-ray burster
- Kugelhaufen: $\sim 90\%$ " " " " " " " "

2) Leuchtkraft, Akkretionsrate

typisch $L_{\text{LMXB}} \approx 10^{36} - 10^{38} \text{ erg s}^{-1} \hat{=} \dot{M} \approx (10^{-10} - 10^{-8}) \frac{M_{\odot}}{a} R_6 \left(\frac{M_{\text{NS}}}{1.4 M_{\odot}} \right)^{-1}$

bright galactic bulge sources (BGBS): $L \approx (0.7 - 2.4) 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$
 $\hat{=} \dot{M} \approx (0.6 - 2.0) 10^{-8} \frac{M_{\odot}}{a} R_6 \left(\frac{M_{\text{NS}}}{1.4 M_{\odot}} \right)^{-1}$

Röntgen burster : $L \approx (0.15 - 0.8) 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$
 $\hat{=} \dot{M} \approx (1.3 - 6.8) 10^{-9} \frac{M_{\odot}}{a} R_6 \left(\frac{M_{\text{NS}}}{1.4 M_{\odot}} \right)^{-1}$

3) Kinematik, Raumverteilung, Populationen

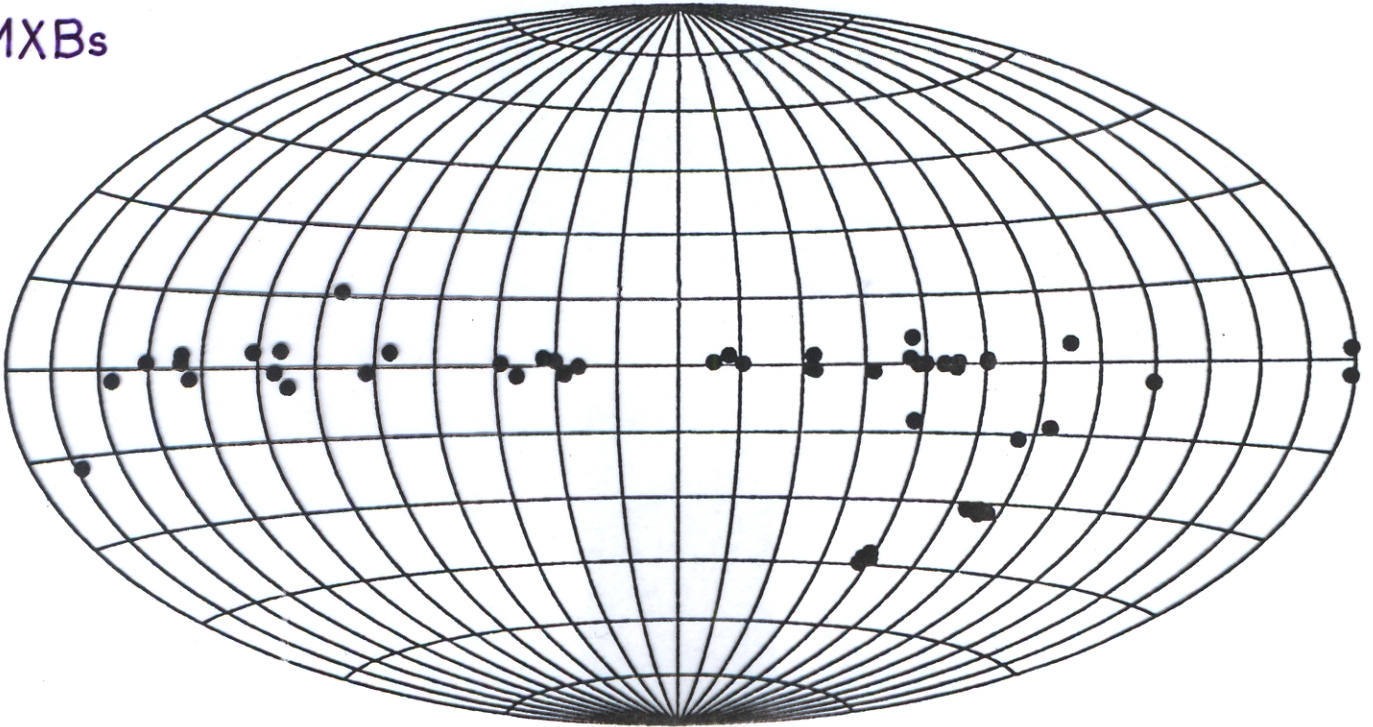
- Dispersion der Raumgeschwindigkeiten $\sigma_v \approx 120 \text{ km s}^{-1}$
- mittlere gal. Breite $\langle b \rangle \approx 9^\circ 2$
- mittlerer Abstand von der gal. Ebene $\langle z \rangle \approx 500 \text{ pc}$
- mittlere Geschw. \perp zur gal. Ebene $\langle \dot{z} \rangle \approx 30 \text{ km s}^{-1}$

→ LMXBs sind alte Objekte, Alter $\gtrsim 10^{10} a$, aber

\exists möglicherweise 3 Populationen (Naylor & Podsiadlowski 1993)

- Scheiben LMXBs (burster) : Alter $\approx 10^7 - 10^8 a$
- Kern LMXBs (BGBS) : Alter $> 10^9 a$
- Kugelhaufen LMXBs (burster)

HMXBs



LMXBs

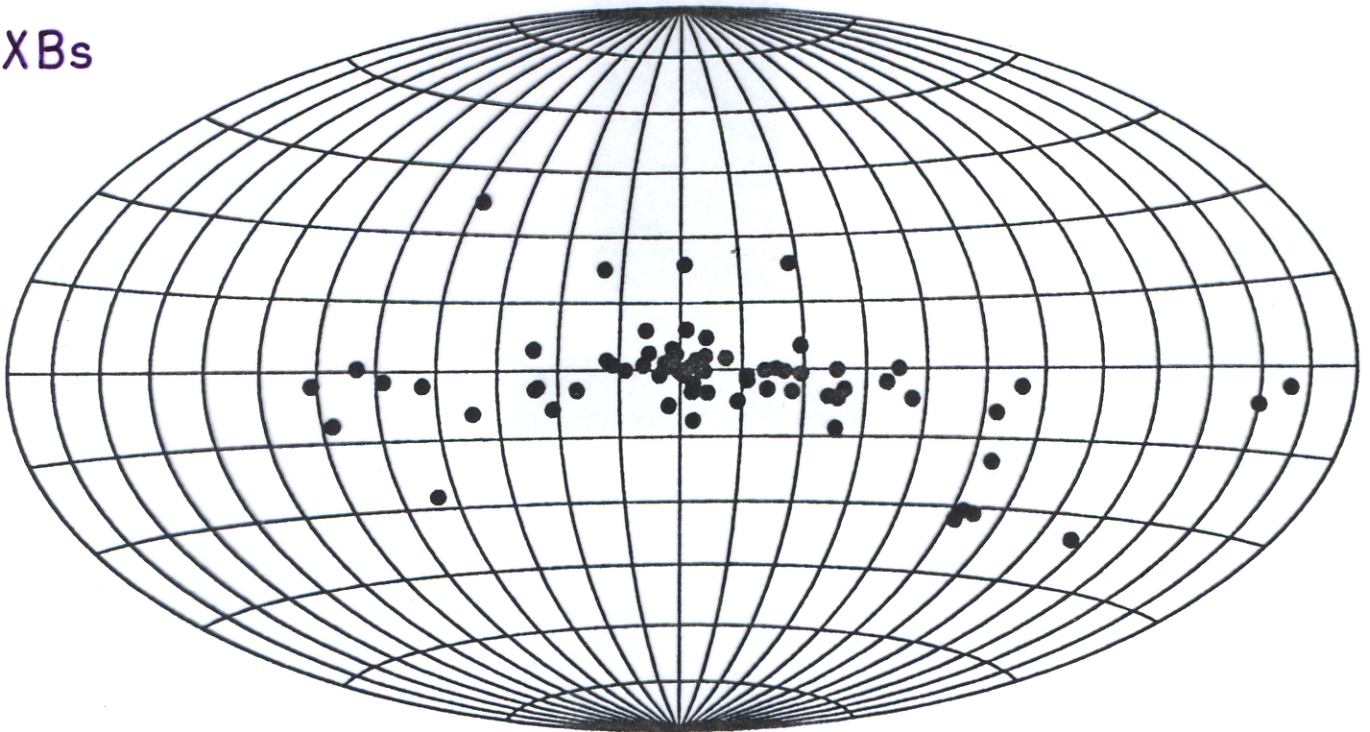
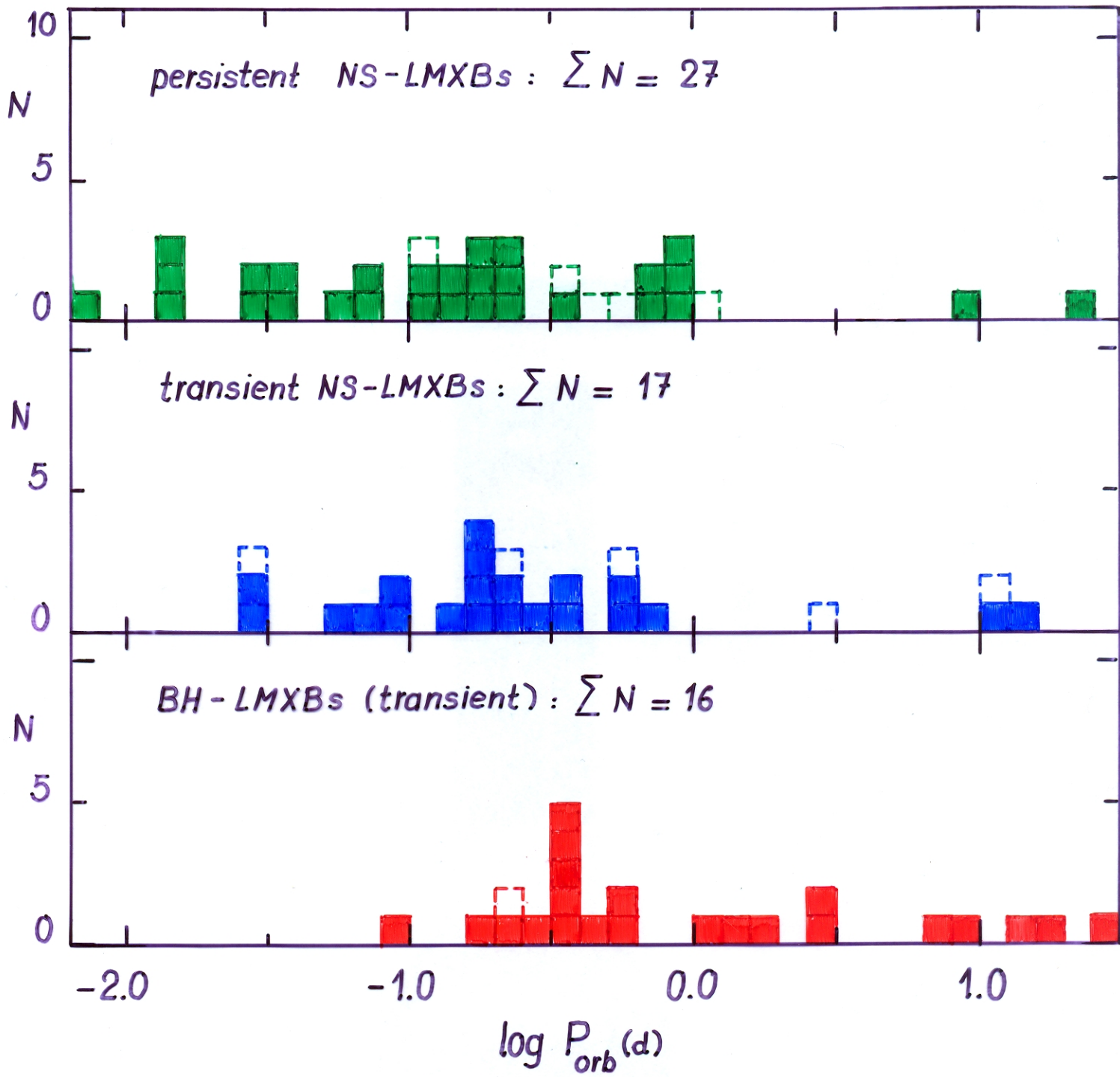


Fig. 7: Sky maps (in galactic coordinates) of the high-mass X-ray binaries (top panel) and low-mass X-ray binaries (bottom panel); the latter also include the globular-cluster sources.

The orbital periods of low-mass X-ray binaries



Massereiche Röntgendoppelsterne

Inventar (Liu et al. 2000)

130 Objekte (in der Milchstrasse, der grossen und kleinen Magellanschen Wolke)

71 Röntgenpulsare

60 transiente Quellen

54 mit einem Be-Stern als Begleiter

22 mit einem O/B-Stern als Begleiter

126 mit einem Neutronenstern

4 mit einem Schwarzen Loch (wahrscheinlich)

1 Jet-Quelle (SS 433)

Vorkommen:

Milchstrasse 85

Grosse Magellansche Wolke 20 \Leftarrow

Kleine Magellansche Wolke 25 \Leftarrow

} relativ sehr grosse
Häufigkeit von HMXBs
in der LMC und SMC !

Leuchtkraft:

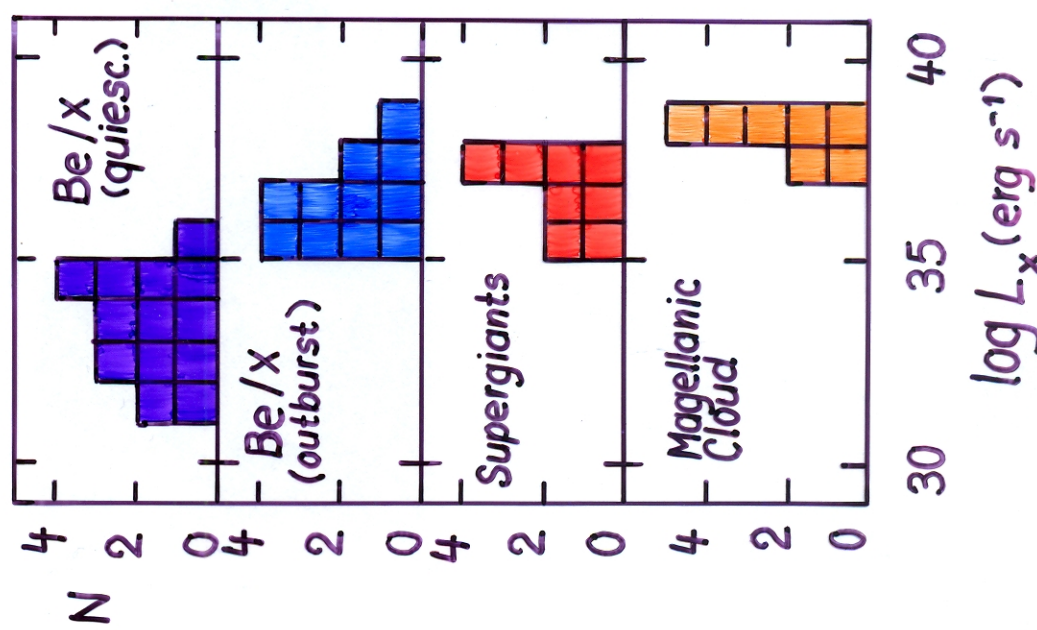
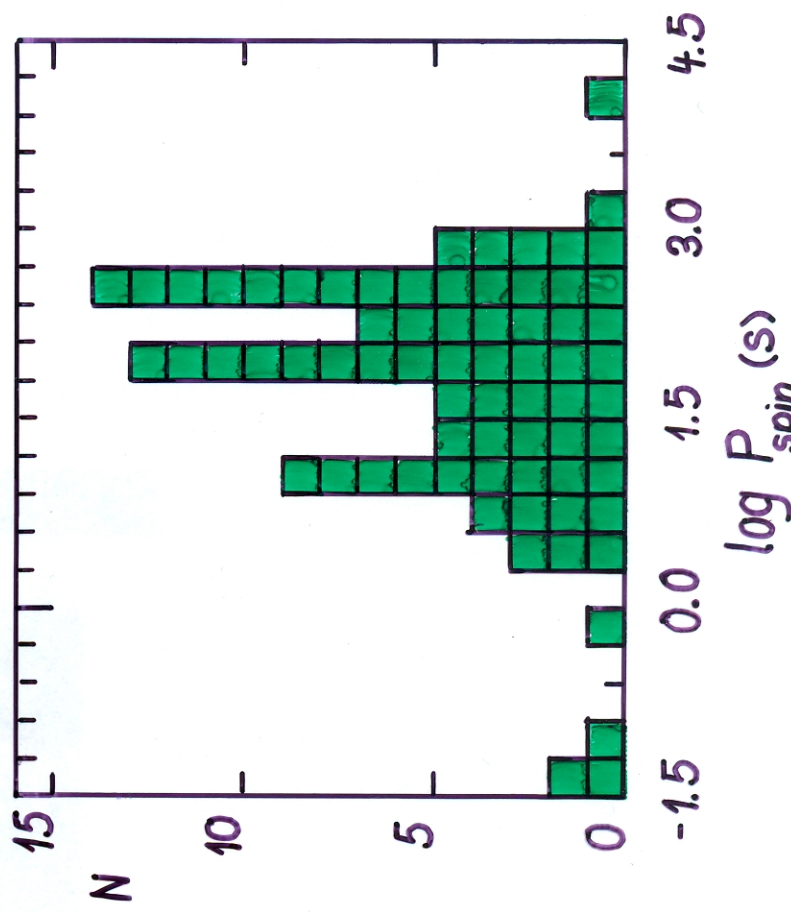
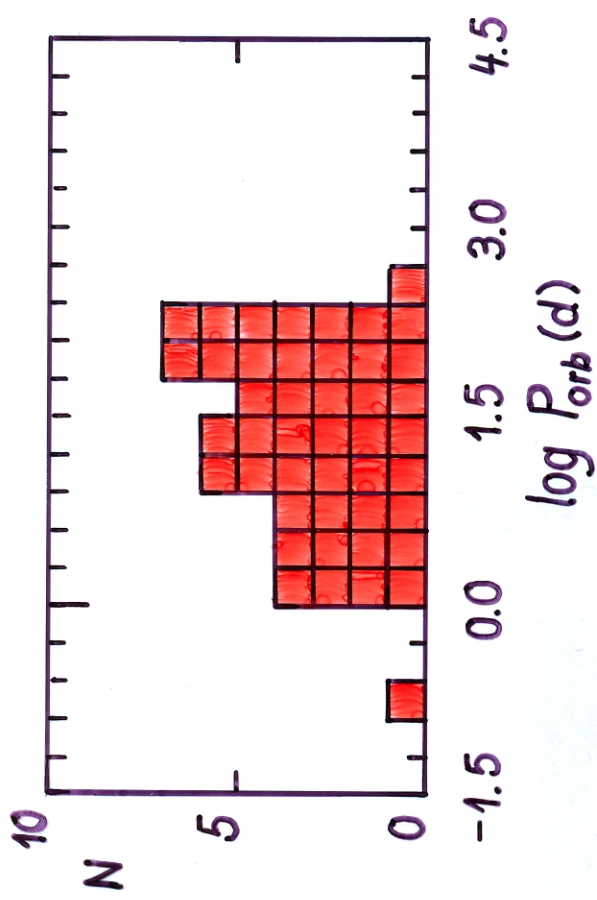
- im optischen: sehr gross, da die Begleitsterne massereiche, helle O/B-Sterne sind (viele Objekte optisch identifiziert)

- im Röntgen: typisch $100 - 10^4 L_{\odot}$ (ausser bei transienten Quellen im Minimum)

Inventar der dauernd hellen Objekte und der transienten Quellen mit kurzem Ausbruchszyklus ist nahezu vollständig

Properties of HMXBs

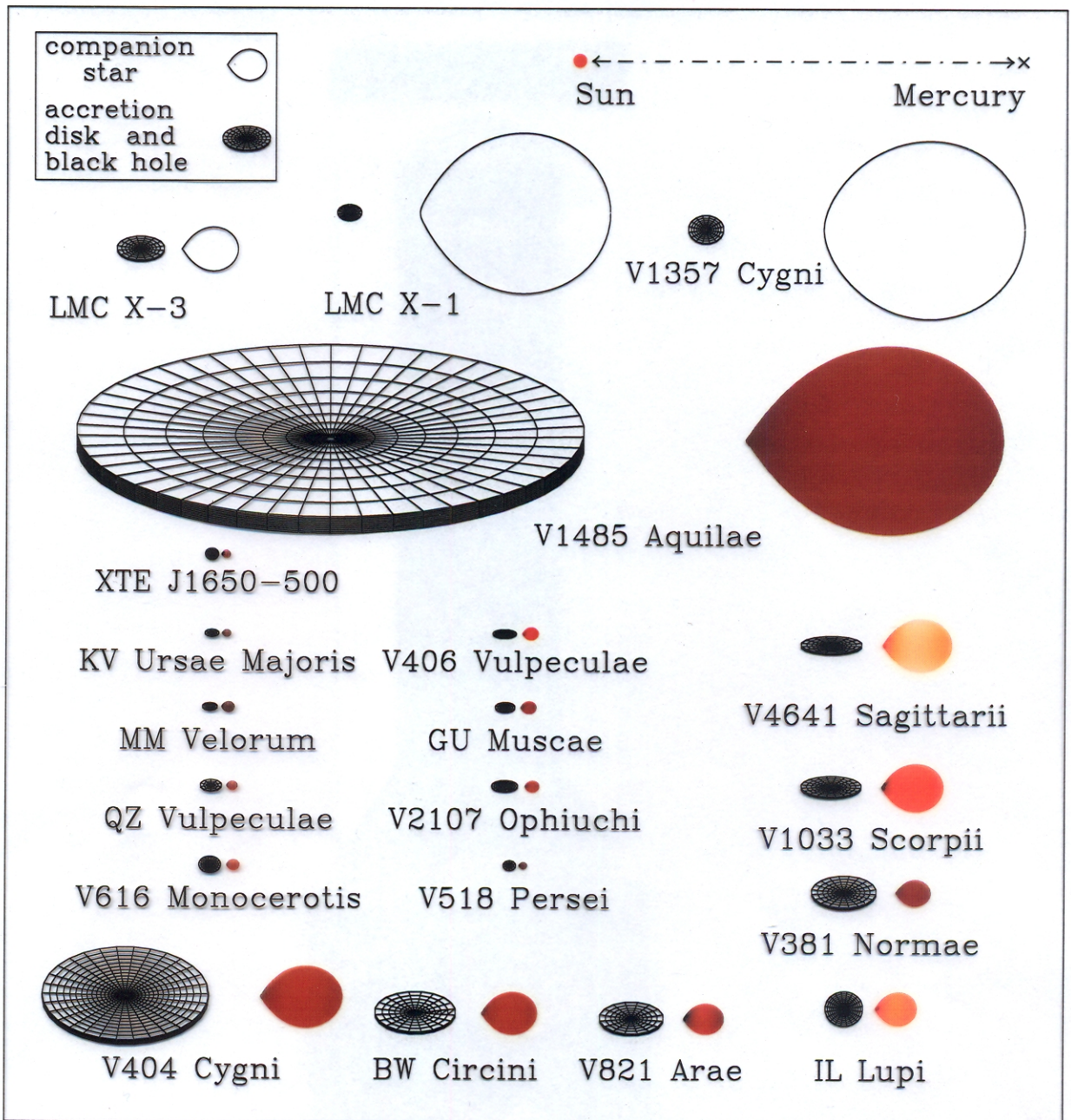
(van Paradijs & McClintock 1995;
Liu et al. 2000)



Observed properties of Black Hole candidates

(updated October 2006)

Object	Type	P (d)	spectral type	K_2 (km/s)	$f(M_1)$ M_\odot	i (deg.)	M_1 (M_\odot)	M_2 (M_\odot)
V1487 Aql	LMXB	30.8	K-M III	140 ± 15	9.5 ± 3.0	70 ± 2?	10 - 18?	1.0 - 1.4
V404 Cyg	LMXB	6.4714	K0 III-V	208.5 ± 0.7	6.08 ± 0.06	56 ± 4	10.06 - 13.38	0.5 - 0.8
Cyg X-1	HMXB	5.59983	O9.7 Iab	74.9 ± 0.5	0.244 ± 0.005	35 ± 5	6.85 - 13.25	12 - 27
LMC X-1	HMXB	4.2288	O9-7 III	68 ± 8	0.14 ± 0.05	≈ 63?	4.0 - 10.0?	
LS 5039	HMXB	3.9060	ON6.5 V	25.2 ± 1.4	0.0053 ± 0.0009	25 ± 3	2.7 - 5.0	20.0 - 26.3
V4641 Sgr	IMXB	2.81730	B9 III	220.5 ± 3.0	3.13 ± 0.13	75 ± 2	6.82 - 7.42	2.92 - 3.26
V1033 Sco	IMXB	2.6219	F6 IV	215.5 ± 2.4	2.73 ± 0.09	70.2 ± 1.2	6.03 - 6.57	2.25 - 2.75
BW Cir	LMXB	2.54448	G0-5 III	279 ± 5	7.34 ± 0.46	< 77	> 7.83(50)	> 1.02(6)
V821 Ara	LMXB	1.7557	F8-G2 II	317 ± 10	5.8 ± 0.5			
LMC X-3	HMXB	1.70479	B3 V	235 ± 11	2.29 ± 0.32	67 ± 3	5.94 - 9.17	3.0 - 8.3
V381 Nor	LMXB	1.5435	G8 IV-K3 II	349 ± 12	6.86 ± 0.71	72 ± 5	8.36 - 10.76	< 0.9
IL Lup	IMXB	1.116407	A2 V	129 ± 2	0.25 ± 0.01	20.7 ± 1.5	8.45 - 10.39	2.3 - 3.2
V2107 Oph	LMXB	0.521	K5 V	448 ± 4	4.86 ± 0.13	> 60	6.64 - 8.30	> 0.3
GU Mus	LMXB	0.432606	K3-4 V	408 ± 8	3.01 ± 0.15	54 ± 2	6.47 - 8.18	0.7 - 1.7
V406 Vul	LMXB	0.382	G5	570 ± 27	7.4 ± 1.1		7.6 - 12.0?	
QZ Vul	LMXB	0.344092	K3-6 V	519.9 ± 5.1	5.01 ± 0.12	64 ± 1.3	7.15 - 7.78	0.25 - 0.41
V616 Mon	LMXB	0.323016	K4 V	433 ± 3	2.72 ± 0.06	40.8 ± 3.0	8.70 - 12.86	0.48 - 0.97
J1650-4957	LMXB	0.3205	K4 V	435 ± 30	2.73 ± 0.56	> 50 ± 3		
MM Vel	LMXB	0.285206	K7-M0 V	475.4 ± 5.9	3.17 ± 0.12	67?	3.64 - 4.74?	0.45 - 0.75?
V518 Per	LMXB	0.212160	M4-5 V	378 ± 2	1.19 ± 0.02	44 ± 2	3.66 - 4.97	0.28 - 1.55
KV UMa	LMXB	0.169930	K7 V-M0 V	701 ± 10	6.1 ± 0.3	81 ± 2	6.48 - 7.19	0.22 - 0.32

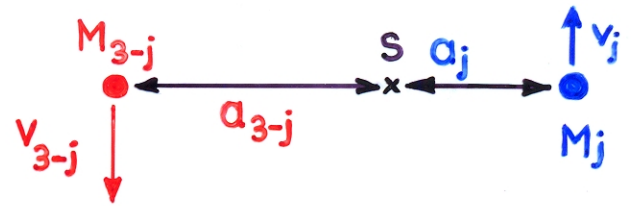


Beobachtete Eigenschaften der beiden Haupttypen von Röntgendoppelsternen

Massereiche Röntgendoppelsterne (HMXBs)	Massearme Röntgendoppelsterne (LMXBs)
<p><u>Optische Komponente</u> massereicher, leuchtkräftiger Stern, Spektraltyp O, früher B(e) $L_{opt}/L_x > 1$</p> <p><u>Räumliche Verteilung</u> stark zur galaktischen Ebene hin konzentriert; junge Sterne, Alter $< 10^7$ Jahre</p> <p><u>Zeitliche Variabilität</u> regelmässige Röntgenpulse; keine Röntgenausbrüche viele transiente Quellen</p> <p><u>Röntgenspektrum</u> relativ hart, $kT \gtrsim 15 \text{ keV}$</p>	<p>leuchtschwacher, blauer "Stern" $L_{opt}/L_x < 0.1$</p> <p>zum galaktischen Zentrum hin konzentriert sowie in einer relativ dicken Scheibe und in Kugelsternhaufen; alte Sterne, Alter: 5-15 10^9 Jahre</p> <p>vielfach Röntgenausbrüche (bei ca. 50% der Objekte); regelmässige Röntgenpulse selten (nur 5 Objekte)</p> <p>relativ weich, $kT \lesssim 10 \text{ keV}$</p>

Die Massenfunktion bei spektroskopischen Doppelsternen

- ▶ Doppelstern charakterisiert durch M_1, M_2 und a (Kreisbahn)



- ▶ Beobachtet:

P : Umlaufszeit

$j = 1$ oder 2

$K_j = v_j \sin i = \frac{2\pi}{P} a_j \sin i$, $j = 1$ oder 2 ; $i =$ Bahnneigung
 = projizierte Bahngeschwindigkeit einer Komponente

Mit $a_j = \frac{M_{3-j}}{M_1+M_2} a$ und $\frac{P^2}{4\pi^2} = \frac{G(M_1+M_2)}{a^3}$ folgt die

$$\text{Massenfunktion } \underline{\underline{f(M_{3-j}) = \frac{PK_j^3}{2\pi G} = \frac{(M_{3-j} \sin i)^3}{(M_1+M_2)^2}}}, \quad j = 1 \text{ oder } 2$$

- ▶ Da $M_{3-j} < M_1+M_2$ und $\sin i \leq 1$, folgt:

$f(M_{3-j}) < M_{3-j} \rightarrow f(M_{3-j}) = \frac{PK_j^3}{2\pi G}$ ergibt untere Grenze für die Masse des "unsichtbaren" Sterns!

- ▶ Wenn $M_{3-j} \gg M_j$ (z.B. bei Röntgenpulsaren in massereichen Röntgendoppelsternen)

$$\rightarrow M_{3-j} \approx f(M_{3-j}) \sin^{-3} i$$

- ▶ Wenn M_{3-j} aus anderen Beobachtungen bekannt, dann

$$M_j = \frac{(M_{3-j} \sin i)^{3/2}}{f(M_{3-j})^{1/2}} - M_{3-j} \rightarrow \text{Eingrenzung für } M_j \text{ wenn } \exists \text{ eine Eingrenzung für } \sin i$$

- ▶ N.B. Bei Pulsaren beobachtet man die durch den Doppler-Effekt modulierte Spinperiode $P_{\text{spin}}(t)$ bzw. die durch die Lichtlaufzeit veränderten Pulsankunftszeiten. Das ist äquivalent zur Messung von K_j .