

Astro-Praktikum Versuch Runaway-Sterne

Grundlagen und Anleitung

(von Ralph Neuhäuser, Universität Jena)

(Version 3. Juni 2022)

Grundlagen

Kernkollaps-Supernova: Die Lebenszeit eines Sterns (nukleare Zeitskala) ist umgekehrt proportional zu seiner Anfangs-Masse M auf der Hauptreihe (HR). Massereiche Sterne mit anfänglich mehr als acht Sonnenmassen verlieren in der Nach-HR-Phase zwar viel an Masse, beenden die Kernfusion aber mit mehr als drei Sonnenmassen und Eisen im Zentrum. Nach Ende der Fusion kontrahiert der Stern aufgrund seiner eigenen Schwerkraft. Am festen Eisenkern gibt es einen Rückstoss, so dass die äusseren Schichten abgestossen werden (Kernkollaps-Supernova). Diese treffen dann auf interstellares Material, wo die Aufheizung zu $H\alpha$ -Emission führt (Fig. 1), der Supernova-Überrest (SNR). Der Eisenkern wird photodissoziiert und in Protonen, Neutronen und Elektronen aufgebrochen. Durch den inversen beta-Zerfall verschmelzen Protonen und Elektronen zu Neutronen (Neutronenstern) und geben dabei viele Neutrinos ab. Wegen Drehimpulserhaltung wird er sehr schnell rotieren (Millisekunden) und ein starkes Magnetfeld haben (Pulsar), dann aber langsam abbremsen. Wenn der ursprüngliche Stern mehr als 18 bis 25 Sonnenmassen hatte, dann wird er nicht als Neutronenstern stabil sein, sondern weiter kollabieren und zum Schwarzen Loch werden.

Blauw-Kick: Vor der Supernova haben wir zwei Sterne, zumindest einer der beiden ist massereich, da er ja zur Supernova (SN) wird. Nach der Supernova bleiben übrig der Neutronenstern (fast immer 1,4 Sonnenmassen), der Begleitstern (weniger Masse als der SN-Vorläuferstern) und der SNR (vernachlässigbar in Masse). Nach Blauw wird das System ungebunden, wenn mehr als die Hälfte der Masse bei der SN das System verlässt.

SN-Kick: Da die meisten Supernovae (SNe) asymmetrisch sind und viele Neutrinos emittiert werden, erhält der Pulsar bei seiner Geburt einen starken Kick in eine (zufällige?) Richtung (Fig. 2). Somit kann das vorherige Doppelsternsystem auch dann auseinanderbrechen, wenn weniger als die Hälfte der Masse verloren geht (Fig. 1,3,4). Der vorherige Begleitstern wird hierbei zum Runaway-Stern. Die meisten Sterne in der Galaxie bewegen sich langsam mit wenigen km/s durch den Raum. Diese Geschwindigkeiten und deren Dispersion ergaben sich bei der Sternentstehung in der Gaswolke. Wenn also ein Stern eine viel grössere Raum-Geschw. hat (Fig. 5), muss er beschleunigt worden sein – eine Möglichkeit dazu besteht in SNe in Doppelsternen, die bei der SN ungebunden werden.

Suche nach Runaway-Sternen in SNR: SNRs bleiben für bis zu ca. 100,000 Jahre sichtbar. Der Runaway-Stern wird in dieser Zeit den SNR noch nicht verlassen haben, der Pulsar vielleicht (Bsp: cannonball pulsar). Sie können die maximale mögliche Orbit- und somit Raumgeschwindigkeit eines Runaway-Sterns leicht abschätzen, indem Sie die Orbitgeschwindigkeit in einem möglichst engen massereichen Doppelsternsystem berechnen (hunderte von km/s), s.u. Der erste Fall, in dem ein Runaway-Stern und ein Pulsar, beide innerhalb eines SNR, gefunden wurden, deren Bewegungen beide zurück zum geometrischen Zentrum des SNR zeigen, so dass beide zur gleichen Zeit dort gewesen sein müssten, hier vor 30,000 Jahren, war der Fall im SNR S147 (Dincel, Neuhäuser et al. 2015 MNRAS), siehe Fig. 1.

In diesem Versuch werden Sie in einem anderen SNR nach Runaway-Sternen suchen, indem Sie die Bewegungen des Pulsars und der im SNR befindlichen Gaia-Sterne zurückrechnen.

Suche nach Runaway-Sternen ausserhalb von SNRs: Man kann auch ausserhalb von SNRs nach Runaway-Sternen suchen: Man rechnet die Flugbahnen von Runaway-Sternen und Neutronensterne für bis zu mehrere Mio Jahren zurück – unter Berücksichtigung des galaktischen Potentials. Mehr als ca. 10-20 Mio Jahre sind kaum möglich, da sonst die Fehlerbalken zu gross werden. Wenn man feststellen kann, dass ein Runaway-Stern und ein Neutronenstern zur gleichen Zeit an der gleichen Stelle im Raum waren, oder zumindest innerhalb von einem oder wenigen pc, dann ist das gute Evidenz für eine SN im Doppelstern (Bsp: Fig. 4).

Problem der Radialgeschwindigkeit (RV) der Neutronensterne: Da man bei Neutronensternen die Radialgeschwindigkeit (Doppler-Verschiebung von Spektrallinien) nicht messen kann, muss man diese annehmen. Man macht eine Monte-Carlo-Simulation, also z.B. 3 Mio Rechnungen mit je einer anderen, zufälligen RV des Neutronensterns, so dass nach 3 Mio runs die Verteilung der verwendeten RVs die

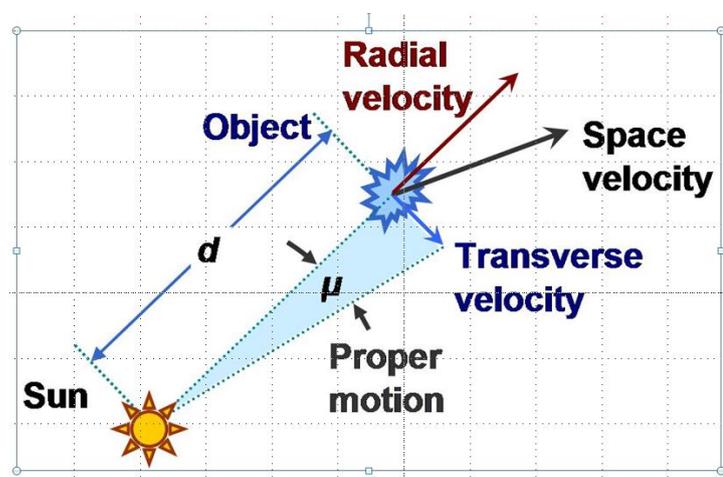
der wahren Verteilung der RVs der Neutronensterne entspricht. Man kann die wahrscheinlichste Verteilung der RVs berechnen aus der bekannten Verteilung der Eigenbewegungen der Neutronensterne bzw. aus der sich daraus ergebenden wahrscheinlichsten Verteilung der 3D-Geschwindigkeiten (Fig. 6).

Input-Parameter: Für die Rückrechnung benötigt man pro Stern sechs Parameter: Die dreidimensionale Position des Sterns (Entfernung und z.B. Rektaszension und Deklination am Himmel) und die Geschwindigkeiten in allen drei Dimensionen: Eigenbewegung am Himmel (2D) und RV (3. Dim.). Bei normalen Sternen sind alle sechs Parameter mit Gaia gemessen worden (bei heißen Sternen RV nicht); bei ca. 400 Neutronensternen sind fünf Parameter bekannt – alle ausser RV.

RV wird meist in km/s gemessen.

Die Eigenbewegung wird gemessen in Rektaszension als μ_α und in Deklination als μ_δ , z.B. in Millibogensekunden pro Jahr (mas/yr).

Die Entfernung r wird gemessen als Parallaxe π in z.B. Millibogensekunden ($r[\text{kpc}] = 1/\pi[\text{mas}]$). Achtung: Ein symmetrischer Fehler um π resultiert in einem asymmetrischen Fehler in r .



Referenzen:

Dinçel B., Neuhäuser R., Yerli S.K., Ankaş A., Tetzlaff N., Torres G., Mugrauer M., 2015, Discovery of an OB runaway star inside SNR S147, Monthly Notices Royal Astronomical Society 448, 3196

Hobbs G., Lorimer D.R., Lyne A.G., Kramer M., 2005, A statistical study of 233 pulsar proper motions, Monthly Notices Royal Astronomical Society 360, 974

Neuhäuser R., Gießler F., Hambaryan V., 2020, A nearby recent supernova that ejected the runaway star ζ Oph, the pulsar PSR B1706-16, and ^{60}Fe found on Earth, Monthly Notices Royal Astronomical Society 498, 899

Kenyon, S.J. & Hartmann L., 1995, Pre-main sequence evolution in the Taurus-Auriga molecular cloud, Astrophysical Journal Supplement 101, 117

Renzo M. et al., 2019, Massive runaway and walkaway stars. A study of the kinematical imprints of the physical processes governing the evolution and explosion of their binary progenitors, Astronomy & Astrophysics 624, 66

Tauris T.M., Takens R.J., 1998, Runaway velocities of stellar components originating from disrupted binaries via asymmetric supernova explosions, Astronomy & Astrophysics 330, 1047

Tetzlaff N., Neuhäuser R., Hohle M.M., Maciejewski G., 2010, Identifying birth places of young isolated neutron stars, Monthly Notices Royal Astronomical Society 402, 2369

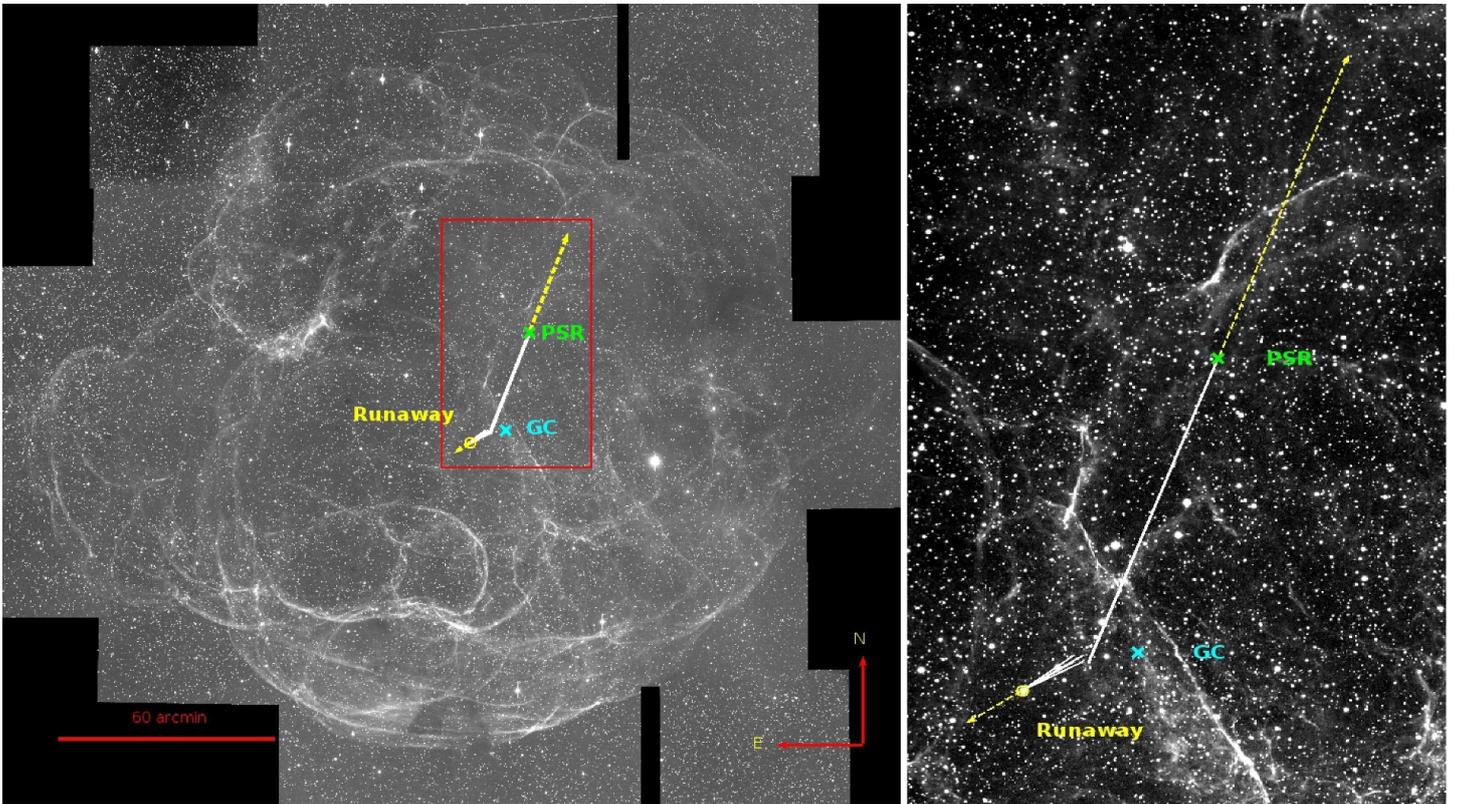


Figure 1: **Rückrechnung von Runaway-Stern HD 37424 (gelb) und Pulsar (grün) im Supernova-Überrest S147** nach Dincel, Neuhäuser et al. (2015 MNRAS): SNR S147 in $H\alpha$ aufgenommen am Observatorium Großschwabhausen des AIU (weisse Filamente), Runaway-Stern bewegt sich nach Süd-Osten, Pulsar nach Nord-Nord-Westen. Rechts: Der Treffpunkt von Runaway-Stern und Pulsar vor ca. 30,000 Jahren (weisse Striche mit Fehlerbalken als zurückgerechnete Wege) war nahe des geometrischen Zentrums (GC) des SNR; da Supernova-Explosionen nicht immer symmetrisch sind, muss der Explosionsort nicht exakt mit dem geometrischen Zentrum übereinstimmen.

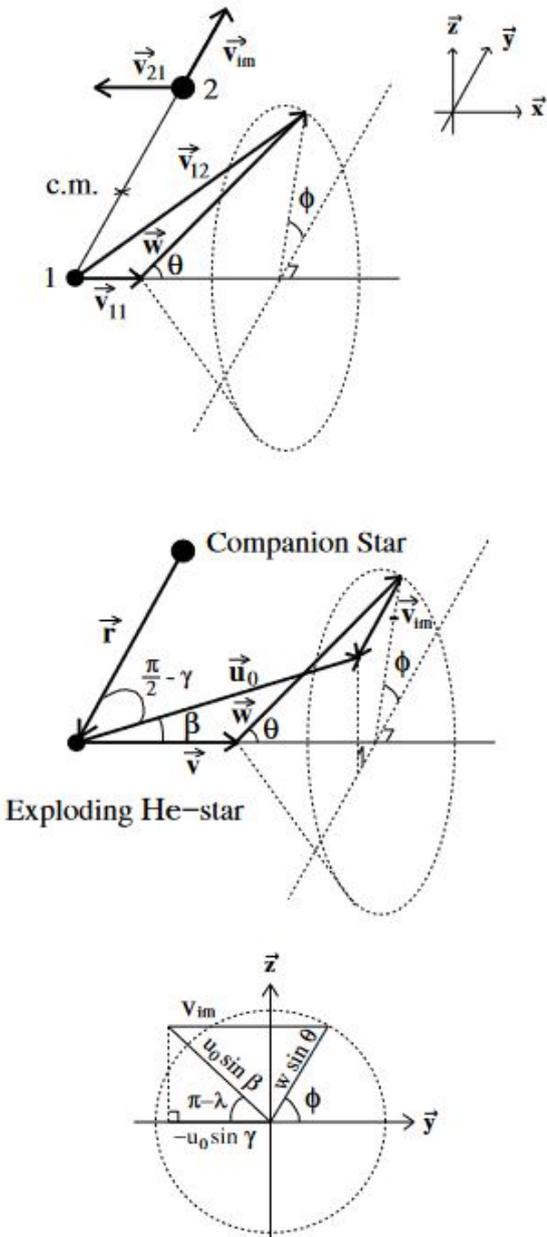


Fig. 1. Geometry of a binary system where star 1 undergoes an asymmetric supernova explosion. The pre-SN orbital plane is (x,y) which is shown here in perspective. In the top and central panel the x -axis and the z -axis are in the plane of the paper; the y -axis is perpendicular to it. The central and bottom part of the figure illustrates some parameters of the relative orbit fixed on the companion star, as explained in the

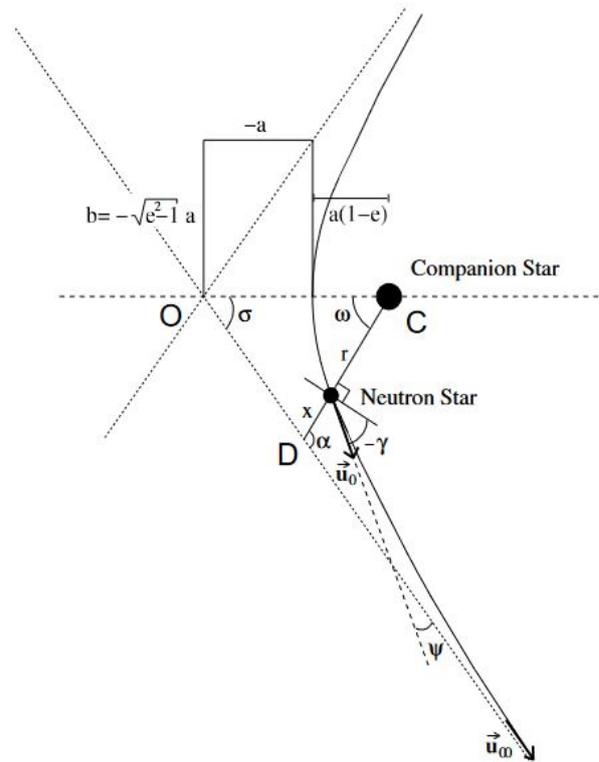


Fig. 2. Geometry of the orbital plane of a disrupted system ($e > 1$, $a < 0$) after an asymmetric supernova explosion. The reference frame is fixed on the companion star (C).

Figure 2: Neutronenstern-Kick nach Tauris & Takens (1998, A&A).

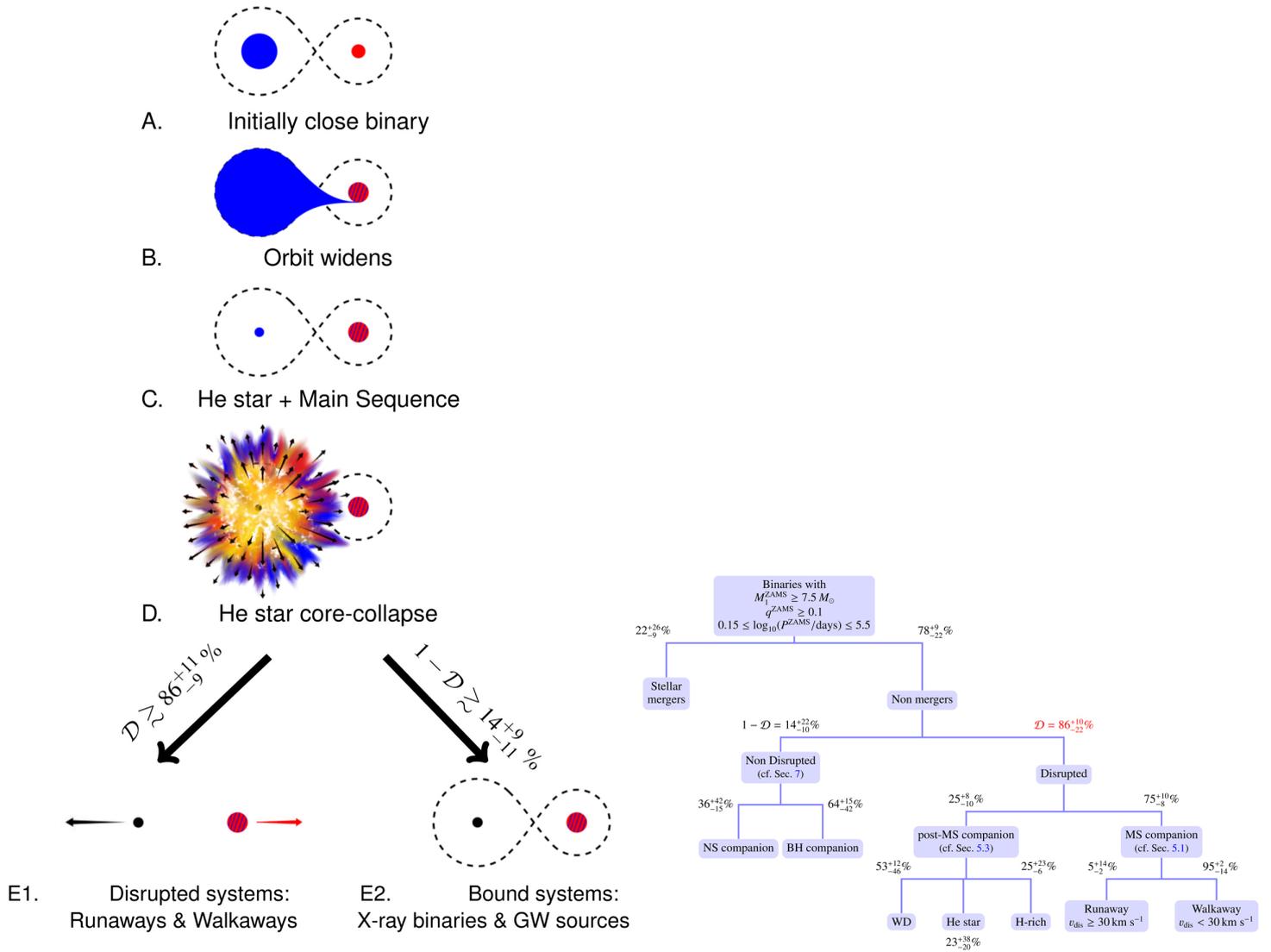


Figure 3: **bleibt ein Doppelstern nach der Supernova gebunden?** aus Renzo et al. (2019 A&A). Links: Entwicklung eines Doppelsterns mit mindestens einem massereichen Stern, der als SN endet – wenn es nach der SN auseinanderbricht, dann wird der Begleiter ungebunden, er fliegt mit seiner Orbitalgeschwindigkeit im Moment das SN geradeaus weiter (sog. Runaway-Stern) – falls dies langsamer als ca. 20 km/s ist, dann nennt man ihn auch Walkaway-Stern (links unten E1). Falls das System gebunden bleibt, dann besteht es aus einem kompakten Objekt (Neutronenstern oder Schwarzes Loch) und einem massearmen oder -reichen Begleiter; wenn diese eng genug sind, um Akkretion zu verursachen, dann spricht man von high-mass oder low-mass X-ray binaries (Röntgenstrahlung durch Akkretion), E2. Rechts: Wahrscheinlichkeiten für die verschiedenen Kanäle – berechnet von Renzo et al. für wahrscheinliche Verteilungen der Anfangsbedingungen (Massen, Abstände, Bahnexzentrizitäten, Akkretionsraten etc.).

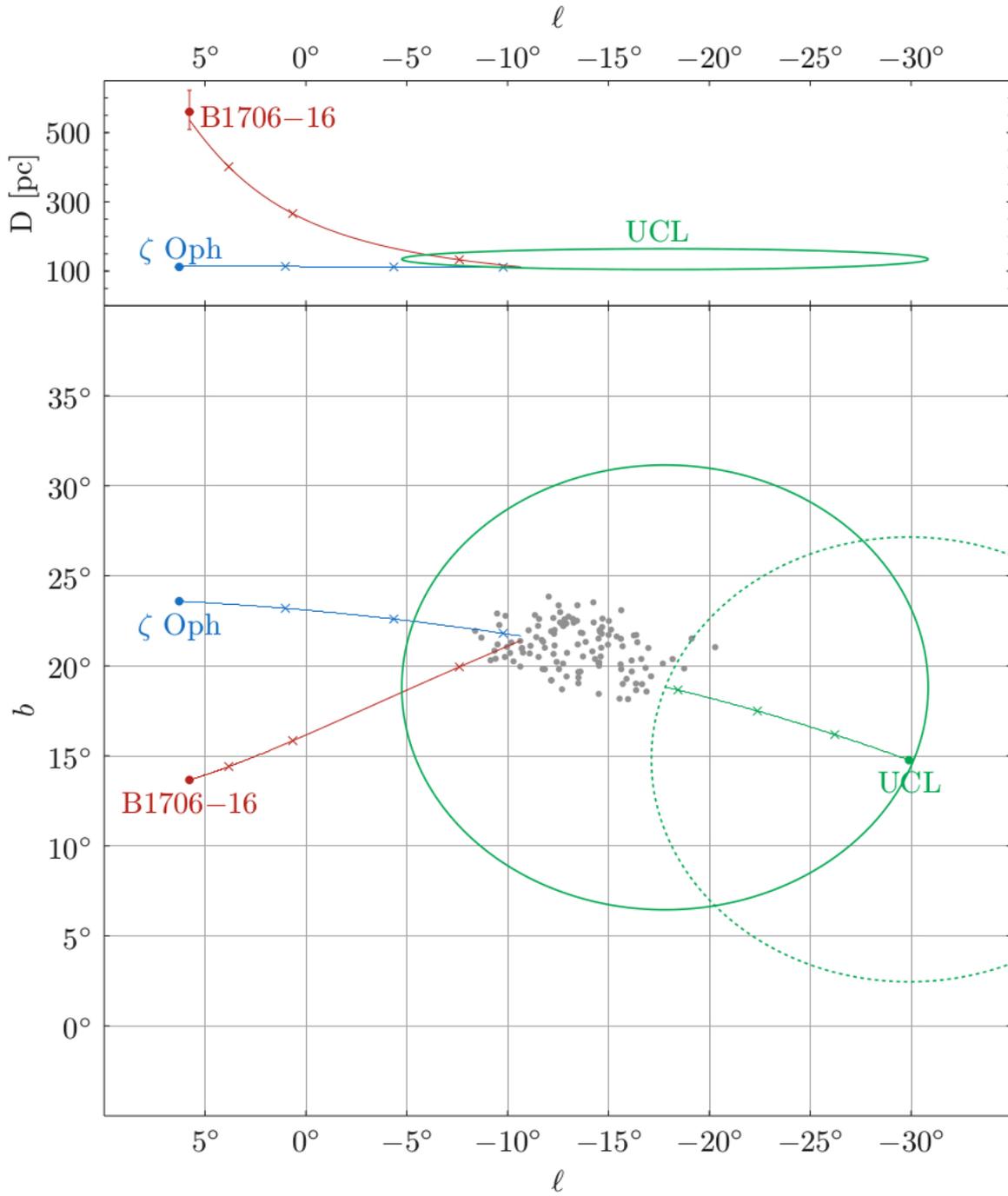


Figure 4: **Rückrechnung von Runaway-Stern ζ Oph (blauer Punkt) und Pulsar PSRB1706-16 (roter Punkt) in die Upper-Centaurus-Lupus (UCL) OB Assoziation, wo vor ~ 1.8 Mio Jahren eine Supernova in einem Doppelsternsystem stattgefunden haben könnte, durch die beide ungebunden wurden.** Unten: Galaktische Breite b gegen Länge ℓ . Oben: Entfernung D gegen Länge ℓ . Die durchgezogene grüne Ellipse zeigt die Position von UCL vor 1.8 Mio Jahren, die gestrichelte Ellipse die Position jetzt. Die rund 100 grauen Punkte zeigen die nächsten Annäherungen innerhalb von 10 pc zwischen Stern und Pulsar, der nächste ist sogar innerhalb von einem pc (für diesen Fall sind die Wege von Stern und Pulsar eingezeichnet, Markierung x nach je 0,5 Mio Jahren), die nächste Annäherung war in rund 111 pc. Aus Neuhäuser, Gießler, Hambaryan (2020 MNRAS). Bei dieser (und einiger weiterer) SNe wurde 60-Fe freigesetzt, dass in der Erdkruste gefunden wurde (Referenzen dazu in Neuhäuser, Gießler, Hambaryan 2020 MNRAS). Dadurch, dass wir die bei diesen SNe entstandenen Neutronensterne finden und deren Bewegung zurückrechnen, bis sie mit Runaway-Sternen zusammentreffen, können wir die exakten Zeitpunkte und Entfernungen dieser SNe bestimmen.

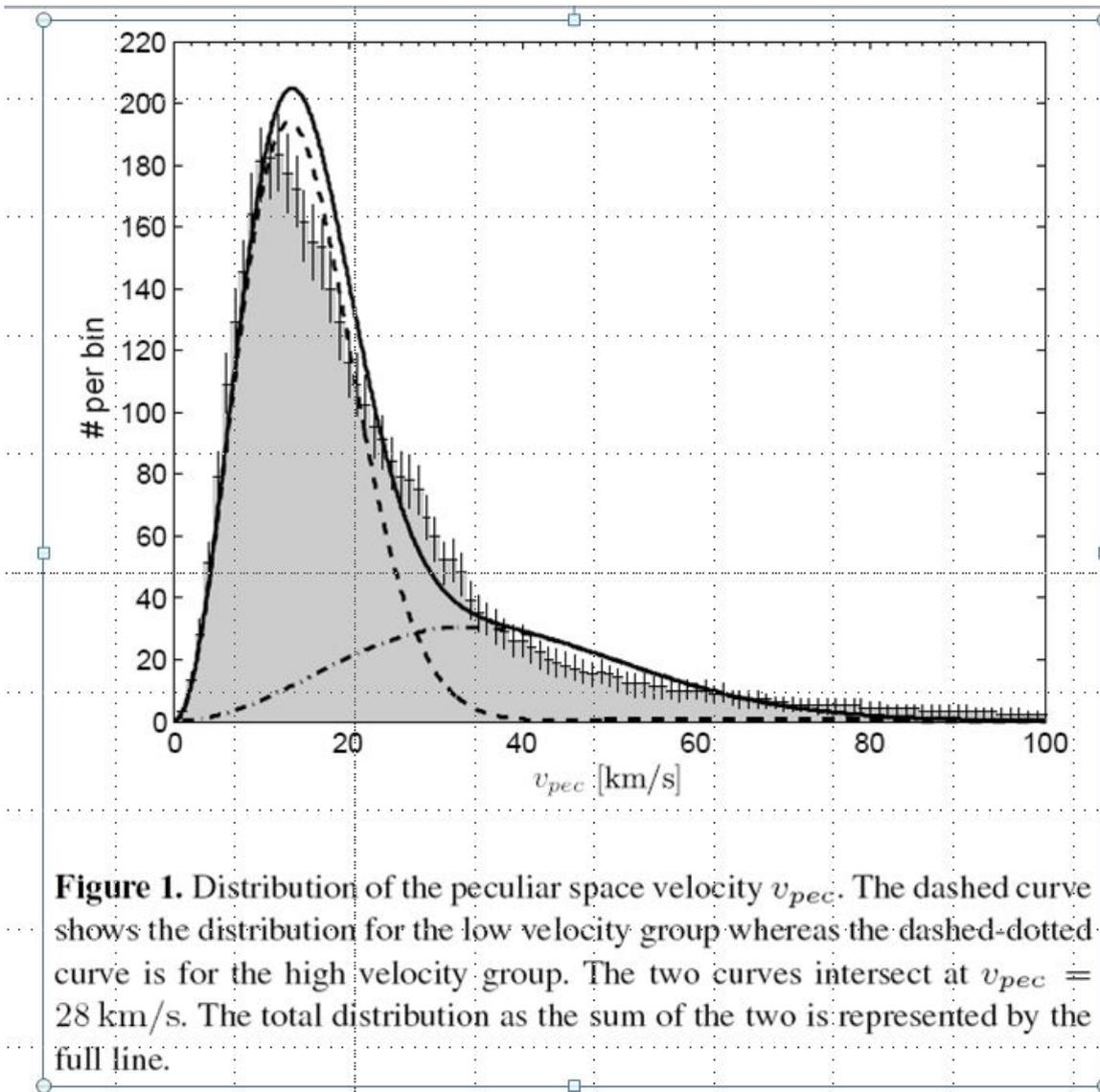


Figure 5: Verteilung der Geschwindigkeiten der normalen Sterne (gestrichelt) und der Runaway-Sterne (strichpunktiert) nach Tetzlaff, Neuhäuser, et al. (2010, MNRAS); *peculiar velocity* ist i.w. die 3D-Raumgeschwindigkeit.

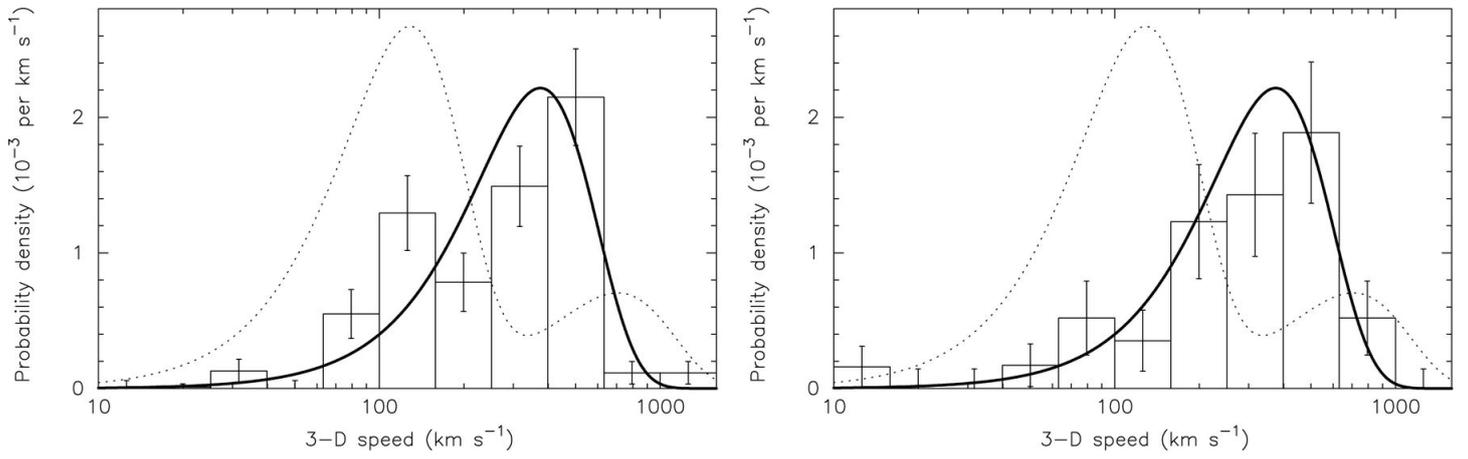


Figure 6: **1D- und 2D-Verteilung der Geschwindigkeiten der Neutronensterne** aus Hobbs et al. (2005 MNRAS). Links: 1D, rechts: 2D. Der wahrscheinlichste Wert liegt bei ca. 265 km/s.

Anleitung zur Durchführung des Versuchs:

(1) Auswahl des Supernova-Überrestes (SNR):

Gehen Sie zum Pulsar-Katalog der Australia Telescope National Facility (ATNF) auf www.atnf.csiro.au/research/pulsar/psrcat/ und wählen Sie für die Ausgabe folgende Daten aus:

Name
RaJ
DecJ
PMRA (Proper Motion R.A.)
PMDEC (Proper Motion Decl.)
P0 (Periode)
P1 (Periodenableitung)
Dist
Assoc (Assoziierung mit z.B. SNR)
Age

dann unten auf "Table" klicken.

In der Tabelle können Sie dann unten denjenigen Pulsaren, die einen SNR als Assoziierung haben, einen auswählen (nicht jedoch den Pulsar im bzw. mit dem SNR S147, der hier als Bsp dient). Bitte wählen Sie einen Pulsar aus, bei dem die Eigenbewegung ist.

Bsp hier in der Anleitung: SNR S147 (Dincel, Neuhäuser et al., MNRAS 2015)

Für den Pulsar in S147 würden Sie u.a. wie folgt erhalten:

Nr. 240
Name J0538+2817
RA = 05:38:25.0572
Dec = +28:17:09.161
PM in right ascension: -23.57 ± 10 mas/yr
PM in declination: 52.87 ± 10 mas/yr
P0 = 0.14315825891177 s
P1 = 3.6694515E-15 s/s
distance: 1.300 kpc
Assoziierung: SNR:S147[acj+96]
Alter: 6.18e+05 Jahre

Das Alter t wird berechnet aus Periode P0 und Periodenableitung P1:

$$t = \frac{P0}{2 \cdot P1} \quad (1)$$

das sog. charakteristische Alter, ein upper limit für das wahre Alter (Annahme: P0=1 ms). Bitte berechnen Sie es in der Einheit Jahre.

(2) Daten des SNR:

Gehen Sie dann zum Catalogue of Galactic Supernova Remnants von Green auf <https://www.mrao.cam.ac.uk/surveys/snrs/>

Dort zum summary listing

Wählen Sie die Daten für Ihren SNR aus, bei unserem Bsp S147:

gal. Länge $l = 180.0$
gal. Breite $b = -1.7$
RA = 05 39 00
Dec = +27 50

size = 180 arc min
Typ: S (=shell)
Fluss bei 1-GHz: 65 Jy
spectral: varies
other info: name S147

Notieren Sie sich insbesondere Alter und Entfernung von Pulsar und Neutronenstern sowie die Grösse des SNR in Bogenminuten und die äquatorialen Koordinaten seines Zentrums.

(3) Maximal-Geschwindigkeit eines Runaway-Sterns bei Ihrem SNR:

Berechnen Sie mit dem von Newton erweiterten 3. Kepler-Gesetz die maximale Geschwindigkeit, die ein durch eine SN im Doppelstern ungebunden gewordener Runaway-Stern haben kann:

Annahme: 2 Sterne mit je 20 Sonnenmassen umkreisen sich im minimal möglichen Abstand von nur 10 Mio km (also fast berührend).

Die Orbit-Geschw. zur Zeit der SN ist dann die Raumgeschw. des Runaway-Sterns nach der SN.

(4) Maximal-Abstand eines Runaway-Sterns in Ihrem SNR:

Berechnen Sie für Entfernung und Alter des SNR den maximalen Winkelabstand, den ein Runaway-Stern mit seiner maximal möglichen Geschw. (aus 3) haben könnte.

Sollte das Alter und/oder die Entfernung des SNR nicht bekannt sein (oder beim SNR nur ein grösserer range angegeben sein), dann nehmen Sie die Werte des Pulsars.

Achtung: Für das Alter nehmen wir hier das Alter des SNR im Katalog von Manitoba:

<http://snrcat.physics.umanitoba.ca/>

Schauen Sie dort nach Alter und Entfernung Ihres SNR.

Bsp. S147: etwa 30000 Jahre, 1.3 kpc

Es kann vorkommen, dass das charak. Pulsaralter viel grösser ist also der SNR-Alter – und zwar dann, wenn entweder die Anfangsperiode des Pulsars (bei Geburt) nicht der angenommenen einen Millisekunde entspricht und/oder wenn sein Abbremsindex nicht dem angenommenen Wert 3 (für Vakuum) entspricht.

(5) Suche nach Sternen im SNR mit astrometrischen Daten, also Parallaxen und Eigenbewegungen:

Gehen Sie zum Vizier Stern-Katalog auf

<https://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

Dort bitte wie folgt eingeben:

catalog: Gaia

Position: Name des SNR, z.B. G180.0-1.7 für S147 (also G, dann gal. Länge, dann gal. Breite)

Target dimension: maximaler Winkelabstand aus (4)

(maximal jedoch 10 arc min)

bei Search criteria oben links: Preference max: "unlimited" (sonst nur max. 50 Ergebnisse)

dann auf "Go" klicken

Wir nehmen dann den Output für die zuletzt geupdatete Version des Gaia Katalogs, also Gaia EDR3 (Early Data Release 3)

Dort per cut+paste die Output Tabelle in eine eigene Tabelle überführen. Wir brauchen nur die ersten 20 Spalten mit Koordinaten, Parallaxe und Proper Motion.

Name der ascii Tabelle im Bsp: gaia-s147.txt

(6) Umwandlung der Tabelle in eine Tabelle im MIDAS-Format:

MIDAS starten mit "inmidas"

dort eingeben:

create/table gaia.tbl 20 (rows) gaia-s147.txt

Dabei ist gaia.tbl die zu kreierende MIDAS-Tabelle, 20 die Anzahl der Spalten,

(*col*) ist die Anzahl der Zeilen, die Sie entsprechend anpassen, und *gaia-s147.txt* die Input-Tabelle von Teil (5) – dies bitte auch für Ihren SNR anpassen dann Format anpassen mit einem kleinen MIDAS-Programm (Notation darin analog zu Fortran):

```
@@ gaia-tab-format.prg
```

dann diese Tabelle ansehen mit

```
read/tab gaia.tbl @1 @5
```

(dann kommen die ersten 5 Zeilen)

(7) Berechnung der äquatorialen Koordinaten Rektaszension *Ra* und Deklination *Dec*:

Im Gaia Katalog wurden die Koordinaten der Rektaszension in Stunden (hh), Minuten (mm) und Sekunden (ss) angegeben, die Deklination in Grad (dd) mit Vorzeichen, Bogenminuten (mm) und Bogensekunden (ss).

Dies rechnen wir nun in je eine Zahl in Bogengrad um:

```
create/column gaia :RA "deg" R F10.7
```

```
create/column gaia :Dec "deg" R F10.7
```

```
compute/table gaia :RA = (:Rh + :Rm/60 + :Rs/3600) * 15
```

Der Faktor 15 ist die Umrechnung von RA-Zeitsekunden in Bogensekunden (Kreisumfang 24h = 360 Grad, also $360/24 = 15$)

Bei der Deklination hängt die Umrechnung vom Vorzeichen ab:

Falls die Werte positiv sind, dann:

```
compute/table gaia :Dec = (:Dd + :Dm/60 + :Ds/3600)
```

Falls die Werte negativ sind, dann:

```
compute/table gaia :Dec = (:Dd - :Dm/60 - :Ds/3600)
```

(Falls sowohl positive wie negative Werte vorkommen, muss die Tabelle zuerst aufgeteilt werden, dann getrennt behandelt und wieder zusammengelegt werden:

```
copy/tab gaia gaia-bu
```

(um für den Fall von Problemen einen backup (*bu*) zu haben)

```
select/table gaia :Dec.ge.0
```

(dabei steht *ge* für greater or equal)

```
copy/table gaia gaia-pos
```

```
select/table gaia :Dec.lt.0
```

(dabei steht *lt* für lower than)

```
copy/table gaia gaia-pos
```

```
merge/tab gaia-neg gaia-pos gaia
```

```
read/tab gaia @1 @5
```

(8) Nun ein sehr wichtiger, zentraler Schritt: die Berechnung der Positionen der Sterne zum Zeitpunkt der Supernova.

Alter des SNR S147: 30000 Jahre

Dann proper motion backtracing der Sterne für das Alter *t* (in Jahren) Ihres SNR:

```
compute/table gaia :Dec_back = :Dec - :PMd * (t) / 3600000
```

Darin wurde *PMd* durch 3600000 geteilt, um die *PMd* von mas/yr in deg/yr umzurechnen, dann mit dem Alter des SNR in Jahren multipliziert. Bitte für (*t*) entsprechend eine Zahl ohne Klammer einsetzen.

```
compute/table gaia :RA_back = (:RA - :PMa * (t) / 3600000) * cos(:Dec)
```

(also analog für *PM* in *RA*)

Achtung: Hier wurde zudem mit $\cos(Dec)$ multipliziert, da es sich ja um Koordinaten auf einer Kugel handelt: *Ra* Linien sind nahe Pol enger als nahe Äquator.

Bitte beschreiben Sie im Protokoll anhand einer kleinen Zeichnung von Koordinaten auf einer Kugeloberfläche, warum der Faktor $\cos(\delta)$ bzw. $\cos(Dec)$ verwendet werden muss.

Sodann die entsprechende Fehlerrechnung, also ePMa und ePMDec verwenden, um die Fehlerbalken von RA_back und Dec_back zu berechnen. Vereinfacht kann man wie folgt verwenden:

```
compute/table gaia :eRA_PM = :ePMa * (t) / 3600000
```

```
compute/table gaia :eDecPM = :ePMd * (t) / 3600000
```

Bei der Fehlerrechnung berücksichtigen wir, dass die Fehler der Werte für Ra und Dec vernachlässigbar klein sind. Zudem vernachlässigen wir die Tatsache, dass die Fehler für Eigenbewegung in Rektaszension, in Deklination und in Parallaxe miteinander korreliert sind.

Plotten der Ergebnisse:

```
create/graph
```

```
set/graph pmode=0 color=1 sty=1
```

Nun stellen wir fest, in welchem Bereich der Ra- und Dec-Werte geplottet werden soll:

```
statistic/table gaia :Ra
```

```
statistic/table gaia :Dec
```

```
statistic/table gaia :Ra_back
```

```
statistic/table gaia :Dec_back
```

Plotten Sie nun von einem etwas oberhalb des grössten Wertes in Ra bzw. Ra_back liegenden Wertes (*a*, linker Start der x-Achse, Osten) bis zu einem etwas unterhalb des kleinsten Wertes in Ra bzw. Ra_back liegenden Wertes *b* (rechtes Ende der x-Achse, Westen). Und plotten Sie zudem analog von einem etwas unter dem kleinsten Dec bzw Dec_back liegenden Wertes *c* bis zu einem etwas oberhalb des grössten liegenden Wertes *d*:

```
set/graph xax=a,b yax=c,d
```

```
plot/table gaia :Ra :Dec
```

Es wurden die jetzigen Positionen der Sterne als schwarze Symbole geplottet.

Nun wollen wir die zurückgerechneten Positionen in rot dazu einzeichnen:

```
set/graph color=2
```

```
over/table gaia :RA_back :Dec_back
```

```
over/error gaia :RA_back :Dec_back :eRA_PM 5
```

```
over/error gaia :RA_back :Dec_back :eDecPM 6
```

(9) Wir plotten nun noch den Neutronenstern hinzu:

Prüfen Sie zuerst, ob der Pulsar ggf. bereits in Ihrer Gaia Tabelle ist, denn Gaia enthält die hellsten Pulsare.

Wenn ja, können Sie ihn z.B. als blaues Sternchen markieren mit

```
select/table gaia seq.eq.(x)
```

(dabei ist (*x*) die Zeilennummer des Pulsars in gaia.tbl)

```
set/graph color=4 sty=5
```

```
over/tab gaia :RA :Dec
```

```
set/graph color=4 sty=6
```

```
over/tab gaia :RA :Dec
```

```
select/table gaia all
```

Wenn nicht, dann wie folgt ergänzen:

Koord. den Neutr.stern in S147 von oben:

J0538+2817

RA=05:38:25.0572

Dec=+28:17:09.161

Diese Koord. analog zu (6) in eine Midas Tabelle umwandeln, hier nur mit einer Zeile, insbesondere mit Ra und Dec als je nur eine Zahl in Grad, Name z.B. pulsar.tbl

Dann auch diese Position um das Alter der SN zurückrechnen (wie in 8), also RA_back und Dec_back berechnen.

Dann wie folgt plotten:

```
set/graph color=1 sty=5
over/tab pulsar :Ra :Dec
set/graph color=1 sty=6
over/tab pulsar :Ra :Dec
```

```
set/graph color=4 sty=5
over/tab pulsar :Ra_back :Dec_back
set/graph color=4 sty=6
over/tab pulsar :Ra_back :Dec_back
```

Der Pulsar erscheint dann als schwarzer Stern für jetzt und als blauer Stern für den Zeitpunkt der SN, das sollte nahe des Zentrums des SNR sein.

Und analog zu oben bitte auch die Fehlerbalken für die Position des Pulsars zum Zeitpunkt der SN, danach plotten:

```
over/error pulsar :RA_back :Dec_back :RAerr 5
over/error pulsar :RA_back :Dec_back :Decerr 6
```

(10) Auswahl der Objekte mit konsistenter Entfernung, also Entfernung bzw. Parallaxe innerhalb des 1 sigma Fehlerbalkens des Wertes des Neutronensterns bzw. SNR:

Zuerst obere und untere Parallaxen-Grenze berechnen:

```
compute/table gaia :plx_up = :plx + :eplx
compute/table gaia :plx_do = :plx - :eplx
```

Nehmen Sie nun die Parallaxe und deren Fehler für den Pulsars, wenn bekannt, oder sonst die Werte des SNR.

Dann kann man auch sofort die obere und untere Parallaxen-Grenze von Pulsar oder SNR berechnen: PlxPsr_up und PlxPsr_do

Dann:

```
select/table gaia :plx.ge.(PlxPsr_do).and.:plx.le.(PlxPsr_up)
copy/tab gaia gaia-plx
select/table gaia all
```

Dann analog zu oben für diese kleinere selektierte Tabelle *gaia-plx* plotten:

```
set/graph color=1 sty=1
plot/tab gaia-plx :Ra :Dec
set/graph color=2
over/tab gaia-plx :RA_back :Dec_back
over/error gaia-plx :RA_back :Dec_back :eRA_PM 5
over/error gaia-plx :RA_back :Dec_back :eDecPM 6
```

Ggf. könnten wir noch die Sterne weglassen, deren Parallaxen oder Eigenbewegungen nicht gut bestimmt sind, also z.B. all die, bei denen Parallaxe oder Eigenbewegung nicht mehr als dreimal grösser als der Messfehler ist, z.B. wie folgt:

```
compute/table gaia-plx :plx3 = 3*:eplx
select/table gaia-plx :plx.ge.:plx3
copy/table gaia-plx gaia-good
select/table gaia-plx all
```

Dann analog zu oben für diese Tabelle *gaia-good* plotten.

(11) Sind nun Sterne nahe des Zentrums des SNR vorhanden, deren Position zur Zeit der SN mit der des Neutronensterns zur Zeit der SN im Rahmen der 1 sigma Fehler verträglich sind ?

Wählen Sie den bestgeeigneten (oder sonst den nächsten) Kandidaten aus, für diesen werden wir nun noch einige Parameter bestimmen:

Gehen Sie zum Simbad-Stern-Katalog auf <https://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fid>

und geben Sie dort den (Gaia-)Namen Ihres besten Runaway-Stern-Kandidaten ein.

Bsp hier: HD 37424 in S147.

(11a) Notieren Sie von der Hauptseite des Sterns die Helligkeiten in B, V und K sowie den Spektraltyp, sofern vorhanden.

Wenn dort keine oder nicht alle Werte für BVK vorliegen, dann können Sie die entsprechenden Werte aus dem Gaia-Katalog verwenden, dort Gaia G (*Gmag*) für V, BP für B und RP für R.

HD 37424 hat B=9.05, V=8.99 und K=8.70 mag sowie Spektraltyp B9.

Prüfen Sie dann, ob Extinktion vorliegt, also bei welcher Absorption (A_V) die beobachteten Farbindices B–V und V–K mit dem Spektraltypen verträglich sind. Nutzen Sie dazu die Tabelle von Kenyon & Hartmann (1995) aus dem Anhang der Anleitung (Tabelle A5 in Fig. 7). Aus je zwei gemessenen Farbindices (2 Bekannte) kann man pro Stern auf zwei Unbekannte schliessen, also auf eine Eigenfarbe, z.B. $(V-B)_0$, und auf die Extinktion, z.B. A_V .

Wenn die Farbindices ohne Absorption (also bei $A_V=0$ mag) nicht mit dem Spektraltypen verträglich sind, dann bestimmen Sie die Absorption, z.B. indem Sie erstmal mit $A_V=1$ mag rechnen, dann je nach Ergebnis iterieren. Als Genauigkeit reicht eine Stelle nach dem Komma.

Bsp: HD 37424:

beobachtet (s.o.): B–V=0.06 mag und V–K=0.29 mag.

bei Spektraltyp B9 sind die Eigenfarben (KH95): $(B-V)_0 = -0.2$ mag und $(V-K)_0 = -0.1$ mag.

Die Relation zwischen Eigenfarbe $(B-V)_0$, Farbindex B–V und Absorption A_V und A_B lautet:

$$(B - V) = (B - V)_0 + (A_B - A_V) \quad (2)$$

analog bei V–K.

Die Relationen zwischen einem angenommenen A_V und dem entsprechenden Werten A_B und A_K entnehmen Sie bitte einer Tabelle im Anhang (Tabelle in Fig. 8).

(11b) Bestimmen Sie also die Absorption A_V bei Ihrem Runaway-Stern.

(11c) Absolute Helligkeit, Leuchtkraft, Temperatur, Radius, Masse:

Berechnen Sie sodann aus V, A_V und Entfernung die absolute Helligkeit M_V und die Leuchtkraft L. Der Tabelle von Kenyon & Hartmann (1995, hier im Anhang: Table A5 in Fig. 7) kann man auch die Temperatur entnehmen (z.B. bei B9: 10700 K). Berechnen Sie sodann aus Leuchtkraft L und Temperatur T den Radius R des Sterns. Aus der Masse-Leuchtkraft-Beziehung bzw. einer entsprechenden Tabelle (Anhang Tabelle bzw. Fig. 9) können Sie ferner die Masse bestimmen; ggf. etwas runden oder interpolieren. Verwenden Sie die Tabelle von Voigt im Anhang.

(11d) Masse des SN-Vorläufersterns:

Blauw-Kriterium: Doppelstern wird durch SN ungebunden, wenn mindestens die Hälfte der Masse verloren geht.

Masse des Neutronensterns: 1,4 Sonnenmassen, Masse des Begleitsterns: oben bestimmt.

Daraus ergibt sich die Mindestmasse des SN-Vorläufersterns. Da er ein Neutronenstern geworden ist, kann man als maximale Masse z.B. grob 20 Sonnenmassen annehmen (oder 25?).

(11e) Raumgeschwindigkeit: Berechnen Sie für die Entfernung Ihres Runaway-Sterns aus dessen Eigenbewegung (2D) und seiner Radial-Geschwindigkeit (entweder im Gaia- oder Simbad-Katalog) die 3D-Raumgeschw. in km/s.

(11f) Berechnen Sie dann auch die 2D-Raumgeschw. Ihres Pulsars aus dessen Eigenbewegung und Entfernung. Die RV ist ja unbekannt. Welche RV haben Sie explizit angenommen ?

(11g) Berechnen Sie sodann die Fluchtgeschw. aus unserer Galaxie: Nehmen Sie 200 Mrd. Sterne mit im Mittel je 0,2 Sonnenmassen; unsere Sonne hat einen Abstand von ca. 8,2 kpc vom Galaxienzentrum. Wird Ihr Pulsar die Galaxie verlassen?

(11h) Die jetzige 3D-Raumgeschwindigkeit eines durch eine SN im Doppelstern ungebunden gewordenen Runaway-Sterns war ja dessen Orbit-Geschw. um den SN-Vorläuferstern zum Zeitpunkt der SN.

Berechnen Sie zuletzt für drei Massen-Schritt (obige Mindestmasse, Maximalmasse (20 Sonnenmassen) und eine Masse genau dazwischen) aus, welche Periode und grosse Halbachse der Orbit (Annahme: kreisförmig) der zwei Sterne vor der SN hatte (Kepler 3).

Würden Sie bei diesem Abstand Massenaustausch bzw. Massenakkretion vor der SN erwarten – bzw. ab welcher Exzentrizität?

Zusatz: Falls Sie Erfahrung mit Software zur Tabellenkalkulation und -plotten haben, z.B. python, dann koennten Sie das Ergebnis wie folgt darstellen: Plot RA gegen Dec, darin die Positionen von SNR-Mitte und Pulsar heute, sodann Pulsar wie zum Zeitpunkt der SN, dann alle Gaia-Sterne heute.

Dann aber – statt wie oben die damaligen Sternpositionen als Fehlerkreuze – stattdessen als Fehlerellipsen plotten, und die von der jeweiligen jetzigen Sternposition aus gesehenen 2 Extrempunkte der Ellipse jeweils mit einem Strich mit der jetzigen Sternposition verbinden, so dass also die Wege, die die Sterne genommen haben sowie deren Fehler, als in die Vergangenheit gerichtete Trichter erkennbar werden.

TABLE A5
COLORS FOR MAIN-SEQUENCE STARS

ST	T_e	BC	U-V	B-V	V-R _C	V-R _J	V-I _C	V-I _J	V-J	V-H	V-K	V-L	V-M	V-N	V-[12]
B0 V	30000	-3.16	-1.38	-0.30	-0.11	-0.13	-0.26	-0.42	-0.70	-0.81	-0.93	-0.99
B1 V	25400	-2.70	-1.23	-0.26	-0.10	-0.11	-0.22	-0.36	-0.61	-0.71	-0.81	-0.86
B2 V	22000	-2.35	-1.08	-0.22	-0.09	-0.10	-0.19	-0.32	-0.55	-0.65	-0.74	-0.77
B3 V	18700	-1.94	-0.94	-0.19	-0.07	-0.08	-0.16	-0.27	-0.45	-0.53	-0.61	-0.63
B4 V	17000	-1.70	-0.84	-0.16	-0.05	-0.07	-0.13	-0.24	-0.40	-0.47	-0.55	-0.55
B5 V	15400	-1.46	-0.72	-0.14	-0.03	-0.06	-0.10	-0.22	-0.35	-0.41	-0.57	-0.48
B6 V	14000	-1.21	-0.61	-0.13	-0.03	-0.06	-0.09	-0.19	-0.32	-0.37	-0.43	-0.45
B7 V	13000	-1.02	-0.50	-0.11	-0.02	-0.04	-0.08	-0.17	-0.29	-0.34	-0.39	-0.42
B8 V	11900	-0.80	-0.40	-0.09	-0.02	-0.02	-0.15	-0.12	-0.26	-0.31	-0.35	-0.39	-0.40
B9 V	10500	-0.51	-0.17	-0.06	-0.01	0.00	-0.08	-0.06	-0.14	-0.16	-0.18	-0.20	-0.20	...	0.02
A0 V	9520	-0.30	0.00	0.00	0.00	0.02	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	-0.03	0.10
A1 V	9230	-0.23	0.05	0.03	0.01	0.05	0.02	0.05	0.06	0.06	0.07	0.08	0.08	0.08	0.17
A2 V	8970	-0.20	0.10	0.06	0.02	0.08	0.05	0.09	0.12	0.13	0.14	0.15	0.15	0.13	0.24
A3 V	8720	-0.17	0.15	0.09	0.03	0.11	0.08	0.13	0.18	0.21	0.22	0.23	0.23	0.20	0.31
A4 V	8460	-0.16	0.20	0.12	0.04	0.13	0.11	0.18	0.25	0.28	0.30	0.31	0.32	0.28	0.37
A5 V	8200	-0.15	0.24	0.14	0.06	0.16	0.14	0.22	0.30	0.36	0.38	0.40	0.41	0.36	0.48
A6 V	8350	-0.13	0.26	0.16	0.08	0.17	0.21	0.24	0.34	0.41	0.44	0.47	0.47	0.41	0.55
A7 V	7850	-0.12	0.28	0.19	0.10	0.19	0.27	0.28	0.39	0.47	0.50	0.53	0.53	0.46	0.60
A8 V	7580	-0.10	0.30	0.23	0.13	0.23	0.32	0.34	0.45	0.54	0.57	0.60	0.60	0.57	0.66
A9 V	7390	-0.10	0.32	0.27	0.16	0.27	0.37	0.41	0.50	0.61	0.64	0.67	0.67	0.68	0.73
F0 V	7200	-0.09	0.34	0.31	0.20	0.30	0.42	0.47	0.54	0.67	0.70	0.73	0.73	0.79	0.80
F1 V	7050	-0.10	0.36	0.33	0.22	0.32	0.44	0.51	0.58	0.73	0.76	0.79	0.79	0.86	0.91
F2 V	6890	-0.11	0.37	0.35	0.23	0.35	0.46	0.55	0.63	0.79	0.82	0.85	0.85	0.93	1.03
F3 V	6740	-0.12	0.38	0.37	0.24	0.37	0.48	0.58	0.69	0.87	0.91	0.94	0.94	0.98	1.08
F4 V	6590	-0.13	0.39	0.39	0.26	0.38	0.51	0.61	0.76	0.97	1.01	1.05	1.03	1.03	1.12
F5 V	6440	-0.14	0.40	0.42	0.27	0.40	0.54	0.64	0.83	1.06	1.10	1.14	1.13	1.07	1.16
F6 V	6360	-0.15	0.44	0.46	0.29	0.42	0.58	0.68	0.87	1.17	1.21	1.25	1.23	1.13	1.20
F7 V	6280	-0.16	0.49	0.50	0.31	0.45	0.62	0.72	0.98	1.27	1.32	1.36	1.34	1.20	1.31
F8 V	6200	-0.16	0.54	0.52	0.33	0.47	0.66	0.76	1.00	1.30	1.35	1.39	1.37	1.27	1.37
F9 V	6115	-0.17	0.59	0.55	0.34	0.48	0.69	0.79	1.03	1.33	1.38	1.43	1.40	1.31	1.47
G0 V	6030	-0.18	0.64	0.58	0.35	0.50	0.71	0.81	1.05	1.36	1.41	1.46	1.42	1.35	1.53
G1 V	5945	-0.19	0.64	0.60	0.36	0.52	0.72	0.84	1.08	1.39	1.44	1.49	1.44	1.44	1.55
G2 V	5860	-0.20	0.64	0.62	0.37	0.53	0.73	0.86	1.09	1.41	1.46	1.51	1.47	...	1.62
G3 V	5830	-0.20	0.71	0.63	0.38	0.53	0.74	0.87	1.11	1.44	1.49	1.54	1.50	...	1.85
G4 V	5800	-0.21	0.79	0.64	0.39	0.54	0.75	0.88	1.15	1.47	1.53	1.58	1.54	...	1.69
G5 V	5770	-0.21	0.86	0.66	0.39	0.54	0.76	0.89	1.16	1.52	1.58	1.63	1.59	...	1.73
G6 V	5700	-0.22	0.90	0.68	0.40	0.55	0.77	0.91	1.18	1.58	1.64	1.69	1.64	...	1.79
G7 V	5630	-0.23	0.95	0.71	0.41	0.57	0.79	0.94	1.27	1.66	1.72	1.77	1.73	...	1.85
G8 V	5520	-0.25	1.00	0.73	0.42	0.59	0.81	0.97	1.28	1.69	1.76	1.81	1.79	...	1.90
G9 V	5410	-0.28	1.13	0.78	0.44	0.61	0.83	1.01	1.30	1.73	1.80	1.86	1.87	...	1.96
K0 V	5250	-0.31	1.27	0.82	0.46	0.64	0.85	1.06	1.43	1.88	1.96	2.02	1.95	...	2.03
K1 V	5080	-0.37	1.44	0.85	0.50	0.69	0.93	1.14	1.53	2.00	2.09	2.15	2.07	...	2.20
K2 V	4900	-0.42	1.52	0.89	0.54	0.74	1.01	1.22	1.63	2.13	2.22	2.29	2.20	...	2.38
K3 V	4730	-0.50	1.80	0.97	0.58	0.83	1.08	1.35	1.79	2.33	2.42	2.51	2.39	...	2.55
K4 V	4590	-0.55	2.01	1.07	0.65	0.92	1.15	1.49	1.95	2.53	2.63	2.73	2.59	...	2.73
K5 V	4350	-0.72	2.22	1.16	0.73	0.99	1.36	1.62	2.13	2.74	2.85	2.96	2.96	...	2.91
K6 V	4205	-0.82	2.43	1.27	0.78	1.07	1.48	1.77	2.25	2.88	3.00	3.11	3.11	...	3.22
K7 V	4060	-0.92	2.64	1.38	0.84	1.15	1.60	1.93	2.37	3.03	3.16	3.27	3.27	...	3.53
M0 V	3850	-1.25	2.66	1.41	0.91	1.28	1.80	2.19	2.79	3.48	3.65	3.79	3.79	...	4.09
M1 V	3720	-1.43	2.74	1.48	0.94	1.40	1.96	2.45	3.00	3.67	3.87	4.02	4.02	...	4.32
M2 V	3580	-1.64	2.69	1.52	0.98	1.50	2.14	2.69	3.24	3.91	4.11	4.27	4.27	...	4.55
M3 V	3470	-2.03	2.65	1.55	1.10	1.60	2.47	2.94	3.78	4.40	4.65	4.85	4.85	...	5.14
M4 V	3370	-2.56	2.89	1.60	1.23	1.70	2.86	3.19	4.38	4.98	5.26	5.49	5.49	...	5.73
M5 V	3240	-3.29	3.07	1.82	1.50	1.80	3.40	3.47	5.18	5.80	6.12	6.41	6.41
M6 V	3050	-4.35	3.33	2.00	2.00	1.93	4.30	3.77	6.27	6.93	7.30	7.66	7.66

Figure 7: Zusammenhang zwischen Spektraltyp, Temperatur und Farbindizes (unten) für Zwergsterne (Leuchtkraftklasse V) nach Kenyon & Hartmann (1995), table A5.

Tabelle 1: Photometrie-Bänder, Flüsse und Absorption

Band x	λ_{center} [μm]	Flußdichte F_λ (*) [$W/cm^2/\mu m$]	Absorption A_x/A_V		
			Ref. (1)	Ref. (2)	Ref. (3)
U	0.36	$4.22 \cdot 10^{-12}$	1.569		1.531
B	0.44	$6.40 \cdot 10^{-12}$	1.337	1.332	1.325
V	0.55	$3.75 \cdot 10^{-12}$	1.000	1.000	1.000
R	0.71	$1.75 \cdot 10^{-12}$	0.751	0.748	0.748
I	0.97	$8.4 \cdot 10^{-13}$	0.479	0.484	0.482
J	1.25	$3.1 \cdot 10^{-13}$	0.282	0.281	0.282
H	1.62	$1.2 \cdot 10^{-13}$	0.190		0.175
K	2.2	$3.9 \cdot 10^{-14}$	0.114	0.123	0.112
L	3.5	$7.1 \cdot 10^{-15}$	0.056	0.052	0.058

(*) Fluß für A0 V Stern mit $V = 0$ mag

laut Landolt & Börnstein, Vol. 2, Tab. 39, Seite 73.

Ref. (1) Cardelli et al. 1989, Astrophys. Journal 345, 245.

Ref. (2) Savage & Mathis, 1979, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 17, 73.

Ref. (3) Rieke & Lebofsky, 1985, Astrophys. Journal 288, 618.

Figure 8: **Zusammenhang zwischen Extinktionen der verschiedenen Bänder** – nehmen Sie für die Bänder B und K den jeweiligen Mittelwert.

Zusammenstellung einiger Daten

LC Typ	L/L_{\odot}	M/M_{\odot}	R/R_{\odot}	ρ/ρ_{\odot}	g/g_{\odot}	T_{eff}	
V	O5	$7.9 \cdot 10^5$	60	12	0.03	0.40	44 500 K
	B0	$5.2 \cdot 10^4$	17.5	7.4	0.04	0.32	30 000
	B5	830	5.9	3.9	0.10	0.40	15 400
	A0	54	2.9	2.4	0.20	0.50	9 520
	A5	14	2.0	1.7	0.40	0.70	8 200
	F0	6.5	1.6	1.5	0.50	0.80	7 200
	F5	3.2	1.4	1.3	0.63	0.80	6 440
	G0	1.5	1.05	1.1	0.80	0.90	6 030
	G5	0.79	0.92	0.92	0.80	1.12	5 770
	K0	0.42	0.79	0.85	1.26	1.12	5 250
K5	0.15	0.67	0.72	1.78	1.26	4 350	
M0	0.077	0.51	0.60	2.24	1.41	3 850	
M5	0.011	0.21	0.27	10.0	3.16	3 240	
III	B0	$1.1 \cdot 10^5$	20	15	0.01	0.08	29 000
	A0	106	4	5	0.03	-	10 100
	F0	20	-	-	-	-	7 150
	G0	34	1.0	6	0.004	0.03	5 850
	K0	60	1.1	15	$3 \cdot 10^{-4}$	0.005	4 750
	M0	330	1.2	40	$2 \cdot 10^{-5}$	0.001	3 800
I	O5	$1.1 \cdot 10^6$	70	30:	0.003	0.08	40 300
	B0	$2.6 \cdot 10^5$	25	30	0.001	0.03	26 000
	A0	$3.5 \cdot 10^4$	16	60	$8 \cdot 10^{-5}$	0.005	9 730
	F0	3.2 "	12	80	$3 \cdot 10^{-5}$	0.002	7 700
	G0	3.0 "	10	120	$6 \cdot 10^{-6}$	0.001	5 550
	K0	2.9 "	13	200	$2 \cdot 10^{-6}$	$3 \cdot 10^{-4}$	4 420
	M0	4.1 "	13	500	$1 \cdot 10^{-7}$	$5 \cdot 10^{-5}$	3 650
weiße Zwerge	$10^{-2} \dots 10^{-4}$	0.6	0.013	$3 \cdot 10^5$	$4 \cdot 10^3$	6000 bis 40 000	
Sonne	$4 \cdot 10^{33}$ erg/s	$2 \cdot 10^{33}$ g	$7 \cdot 10^{10}$ cm	1.41 g/cm ³	$2.7 \cdot 10^4$ cm/s ²	5 700*	

Figure 9: Zusammenhang zwischen Grundgrößen der Sterne nach Voigt (*Abriss der Astronomie*): Leuchtkraft L, Masse M, Radius R, mittlere Dichte ρ , Schwerebeschleunigung an Oberfläche g und Effektivtemperatur T_{eff} für Sterne verschiedener Leuchtkraftklassen.