

1. HII-Regionen?

- a. Wodurch entsteht eine HII-Region, wie heißt ihre Ausdehnung (nach wem wurde sie benannt) und wovon hängt sie ab?

Ionisation durch massereichen Stern (SpT jünger als B2)

Strömgren-Radius: $R_s^3 \propto \Phi_i/n^2$

Name durch große Mengen an ionisiertem, atomarem H;

Wenn Sterne in einer Riesen-Molekülwolke entstehen, werden die massereichsten unter ihnen Temperaturen erreichen, die ausreichen, um umliegendes Gas zu ionisieren. Kurz nachdem das ionisierende Strahlungsfeld entstanden ist, erzeugen energiereiche Photonen eine Ionisationsfront, die sich durch das umliegende Gas mit Überschallgeschwindigkeit ausbreitet. Je weiter sich diese Front von ihrem Stern entfernt, desto stärker wird sie abgebremst. Durch den Druck des gerade ionisierten Gases kommt es zur Ausbreitung des ionisierten Volumens. Schließlich erreicht die Ionisationsfront Unterschallgeschwindigkeit und wird durch die Schockfront des ionisierten Nebels eingeholt. Das ist die Geburt eines H-II-Gebietes

In der Umgebung heller O- und B-Sterne wird das interstellare Gas ionisiert und zum Leuchten angeregt.

Ausdehnung = Strömgren-Radius (Radius der Strömgrensphäre)

... benannt nach Bengt Strömgren

$$R_{\text{HII}} = \frac{(3 \text{ NLC})^{1/3}}{(4\pi\alpha n_{\text{H}}^2)^{1/3}}$$

→ Rest siehe Scan

- b. In welchem Parameter-Bereich (Radius, Elektronendichte n_e) liegen HII-Regionen um massereiche Sterne?

$$d = 0.01 \dots 10^3 \text{ pc}$$

$$n_e = 10^6 \dots 1 \text{ cm}^{-3}$$

→ abweichende Infos: siehe Scan

- c. Worin unterscheiden sich HII-Regionen um massereiche Sterne und Planetarische Nebel?

PNe entstehen um WZ,

daher $\Phi_{\text{WZ}} \approx 10^6 \Phi_{\text{OB}}$

Planetarische Nebel stellen das Endstadium eines durchschnittlichen Sterns wie unserer Sonne dar:

Ein planetarischer Nebel entsteht, wenn ein Stern wie unsere Sonne in seiner letzten Lebensphase seine äußere Hülle ins All abbläst und dieses Material dann durch die intensive Strahlung des Sterns zu leuchten beginnt. In der Mitte eines Planetarischen Nebels bleibt ein glühender Weißer Zwerg zurück.

Er besteht also aus einer Hülle aus Gas und Plasma (70 % Wasserstoff und 28 % Helium), das von einem alten Stern am Ende seiner Entwicklung abgestoßen wird.

→ für weitere Infos: siehe Scan

2. Supernova-Blasen (Remnants)

a. Welche Phasen durchläuft die Expansion eines Supernova-Remnants?

i. Freie Expansion

Stoßfront größer als zusammengeschobenes Interstellares Material;
v=konst; ausgeschleuderte Masse = aufgeschobene Masse

In der ersten Expansionsphase ist die von der Stoßfront zusammengefeigte Masse des interstellaren Materials noch kleiner als die Masse der SN-Hülle m_0 . Die Geschwindigkeit der expandierenden Hülle bleibt in dieser Phase annähernd konstant und entspricht der Geschwindigkeit zu Beginn der Explosion von etwa 10 000 km/s.

Geht man von einer kugelsymmetrischen Expansion aus und bezeichnet man den Radius der Stoßfront mit r , so ist die Masse des aufgesammelten Materials gegeben durch $(4\pi/3)\rho_{ISM}r^3$, wobei ρ_{ISM} die Dichte der ISM darstellt. Das Ende der ersten Phase ist etwa dann erreicht, wenn die Masse des aufgefegten Materials ungefähr der Masse der abgesprengten Hülle entspricht, also wenn gilt:

$$\frac{4\pi}{3}\rho_{ISM}r^3 \approx m_0 \quad (2.2)$$

Setzt man für die Hüllenmasse $10 M_\odot$ und für die Dichte der ISM 1 Proton cm^{-3} , was etwa $0.025 M_\odot \text{ pc}^{-3}$ entspricht, so ergibt sich ein Übergangsradius von ungefähr 4 pc.

ii. Sedov-Phase

Reverse Shock läuft nach innen, Aufheizung des Remnants

Ab der zweiten Expansionsphase dominiert die Masse der aufgelegten Materie die Masse der Stoßfront. Die Expansion der Stoßfront wird durch die thermische Energie des Gases in der Kugel, das eine Temperatur von bis zu 10^9 K besitzt, vorangetrieben, die Stoßfront expandiert adiabatisch. Diese Phase, die auch als Sedov-Phase bezeichnet wird, endet, wenn die Temperatur des expandierenden Gases auf unter 10^6 K abgekühlt ist und die thermische Energie des Gases die Expansion nicht mehr vorantreiben kann, was etwa bei 10 pc der Fall ist.

An diesem Übergang ist die Masse der Stoßfront auf bereits etwa $100 M_{\odot}$ angewachsen, ihre Geschwindigkeit auf etwa 800 km/s abgebremst.

iii. Schneepflug-Phase

Radiative Kühlung durch einsetzender Rekombination, Energie wird abgestrahlt, Schalenbildung

In der dritten Expansionsphase wird die Expansionsbewegung nur noch durch den Eigenimpuls des Materials der Stoßfront getrieben.

In dieser, auch Schneepflugphase genannten Phase, sinkt aufgrund der Impulserhaltung mit der zunehmenden Masse der Stoßfront deren Geschwindigkeit:

$$v(r) = \frac{m_* v_*}{\frac{4}{3}\pi \rho_{ISM} r^3} \quad (2.3)$$

wobei m_* und v_* jeweils die Masse und Geschwindigkeit der Stoßfront am Ende der Sedov-Phase darstellen. Die Masse der abgesprengten SN-Hülle kann hier vernachlässigt werden.

Die zeitliche Entwicklung der Stoßfront mit der Zeit t ergibt sich daraus zu

$$r(t) = \left(\frac{3m_* v_* t}{\pi \rho_{ISM}} \right)^{\frac{1}{4}} \quad (2.4)$$

Am Ende der Schneepflugphase ist Geschwindigkeit der Stoßfront nach einer Expansionsdauer von etwa 1 Ma bei etwa 50 pc auf etwa 10 km/s gesunken und beginnt dann, sich mit der umgebenden ISM zu vermischen.

iv. Zerfleddern

Dispersion ins Interstellare Medium

→ Infos kopiert von Ausdruck von Conny (ab S. 17)

- b. Wie entsteht eine Superbubble, wie entwickelt sie sich und *woran erkennt man sie?*

Supernovae II massereicher Sterne einer OB-Assoziation so schnell hintereinander, dass Blasen überlappen.

Entstehung um OB-Ass. in Sternentstehungsgebieten in der Scheibe im Überdruck gegenüber Umgebung, wegen vertikalen Dichtegradienten bevorzugte Expansion senkrecht aus der Scheibe; s. *HI-Cavities*, *Lokale Blase*, *Chimneys*, etc.

Superbubbles sind Gebilde, die durch zahlreiche räumlich und zeitlich korrelierte Supernovae entstehen.

Im „chimney model“ besteht die Verbindung der Scheibe mit dem Halo aus Kaminen. Diese gerichteten Strukturen bilden sich durch Superbubbles und transportieren heißes Gas, Energie, Impuls und vor allem magnetischen Fluss von der Scheibe in den Halo.

Durch dort auftretende Kühlprozesse sammelt sich das Gas zu Wolken, die ihrerseits wieder auf die Scheibe zurückfallen.

Wobei der aufwärts gerichtete Energiefluss nicht über die ganze Scheibe, sondern vielmehr stark konzentriert in den Kaminen stattfindet.

Supernova-Superblasen stellen somit eine Quelle magnetischer Energie sowohl für die galaktische Scheibe als auch für den Halo dar.

Erkennung:

- i. hauptsächlich durch HI-Linie (21cm-Linie)
- ii. Röntgenstrahlungs-Emissionen aufgrund des heißen Innenbereichs
- iii. Optische Emissionslinien von deren ionisierten Hüllen
- iv. Infrarot-Emission durch Staub in den Hüllen

3. Molekülwolken

- a. Was sind Molekülwolken? Welche Struktur besitzen sie (Hinweis: Geschwindigkeitsdispersion-Masse-Beziehung, *Temperatur*, *Durchmesser*, $\rho(r)$, etc.)

dichte, kühle, zusammenhängende Gasstrukturen im ISM, die besonders durch Em.- Linien von Molekülen erscheinen; geschlossene Helligkeitskonturen eines Moleküls: Def. von Wolken; Konturen umschließen kleinere, dichtere Unterstrukturen; Zunahme der Molekülkomplexität zu kleineren Wolken σ

Geschwindigkeits-Dispersion:

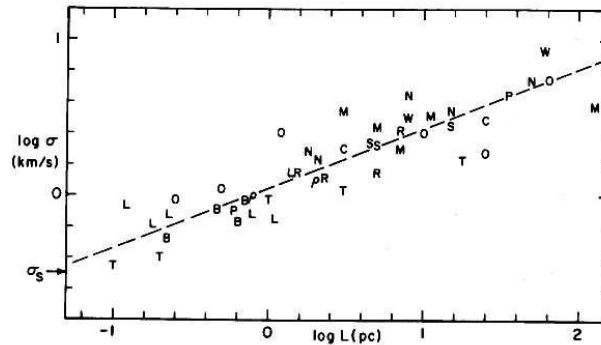


Figure 1. The three-dimensional internal velocity dispersion σ plotted versus the maximum linear dimension L of molecular clouds and condensations, based on data from Table 1; the symbols are identified in Table 1. The dashed line represents equation (1), and σ_s is the thermal velocity dispersion.

→ Hier ist die Geschwindigkeit eines molekularen Klumpens in einer Wolke abhängig von seinem linearen Durchmesser abgebildet. (geschw. Steigt prop mit der Größe).

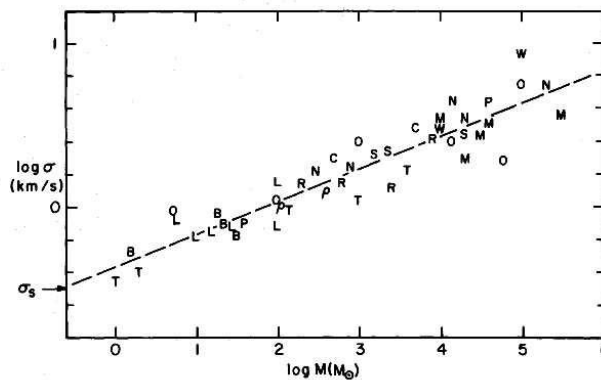


Figure 3. The velocity dispersion σ plotted versus total mass M for the same regions shown in Fig. 1. The dashed line represents equation (2).

$$\log \sigma \propto \log M$$

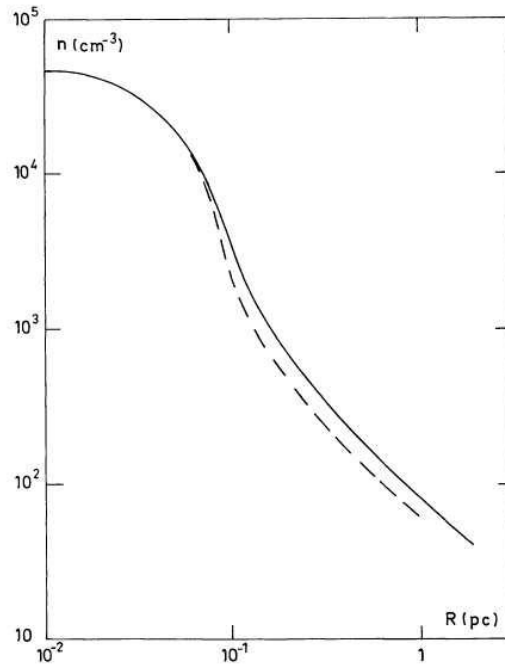


Fig. 10. Density structure of a cloud in hydrostatic equilibrium (dust temperature $T_d = 15$ K, boundary pressure $P/k = 3800 \text{ cm}^{-3} \text{ K}$) with thermal pressure gradient only (dashed line) and including the effect of bulk random motions and random magnetic field (full line)

Molekülwolken sind interstellare Gaswolken, deren Größe, Dichte und Temperatur die Bildung von Molekülen erlaubt.

Wenn die Wolke dicht genug ist können sich viele Arten von Molekülen bilden, bis hin zu komplexen Aminosäuren.

Eine gewisse Dichte ist notwendig, um die Moleküle vor Strahlung zu schützen, da diese sie sonst wieder zerstört. Sehr dichte und kalte Molekülwolken sind als Dunkelwolken bekannt. Diese sind sozusagen die Geburtsstätten von Sternen.

Konturen umschließen kleinere, dichtere Unterstrukturen(dort entstehen Moleküle, weil vor UV Strahlung geschützt).

Eigenschaften:

- v. Dunkle Strukturen die vor allem molekulare Emissionslinien haben.
- vi. Dichtes und kühles Gas
- vii. Metalle verbinden sich zu Molekülen
- viii. Hauptbestandteil: molekularer Wasserstoff (H_2)
- ix. Geburtsstätte für Sterne
- x. Struktur: dichte, klumpige Struktur?????

→ für weitere Infos: siehe Scan

b. Nennen Sie (wichtige) Moleküle im Interstellaren Medium?

CO , H_2 , NH_3 , CH_4 , C-Ketten, ... PAHs

Das Kohlenmonoxid bleibt das bedeutendste Molekül zur Erforschung der Molekülwolken, weil man auf Grund des CO/H₂-Verhältnisses die Masse einer solchen Wolke bestimmen kann.

→ für weitere Infos: siehe Scan

- c. Durch welche Energieübergänge emittieren Moleküle und in welchen Wellenlängenbereichen liegen diese Emissionslinien?

→ (evt. NOCH ZUSATZINFOS SUCHEN)

Electronic transitions at 1000Å – 1μ

Vibrational trans. V at 1 – 10 μ

Rotational trans. J at 0.1 – 10 mm

4. Von welchen Zustandsgrößen des Gases (einer Wolke) hängt die Jeans-Masse ab und wie?

$$l \geq l_J = \sqrt{\frac{\pi \cdot c_s^2}{G \cdot \rho_0}}$$

$$M_J = \frac{4\pi}{3} \rho_0 \left(\frac{l_J}{2}\right)^3 \propto \sqrt{\frac{T^3}{\rho_0}}$$

Das Jeans-Kriterium (auch Jeans-Masse oder Jeanssches Kriterium, benannt nach James Jeans) ist eine Bedingung für die Stabilität, ob eine kosmische Gaswolke kollabiert und aus ihr letztendlich ein Stern entstehen kann. Es besagt, dass eine Gaswolke zu kollabieren beginnt, falls die kontrahierenden Gravitationskräfte stärker als die stabilisierende Kraft des Gasdruckes sind.

5. Interstellarer Staub

- a. Woran erkennt man interstellaren Staub? Nennen Sie mindestens 3 Beobachtungssignaturen!

Extinktion,
Verfärbung (Reddening),
Reflexionsnebel,
IR-Emission,
Polarisation

Der Staub wird sichtbar, da er eine Extinktion und Rotfärbung der Wolke verursacht. Außerdem reflektiert er und emittiert im Infrarotbereich. Die Staubpartikel sind von der Größe kurzer optischer Wellenlängen.

- Extinktion

Als Extinktion bezeichnet man in der Astronomie die Schwächung des Lichts von Himmelskörpern beim Durchgang durch die Erdatmosphäre oder interstellare Materie (hier v.a. durch interstellaren Staub).

Unter dem Begriff Extinktion wird die Schwächung durch tatsächliche Absorption im durchquerten Medium sowie durch Streuung zusammengefasst. Diese Schwächung ist von der Wellenlänge abhängig, also mit einer Verfärbung verbunden (→ Blauer Anteil wird stärker absorbiert/ gestreut → Rötung des Lichts). Sie hängt außerdem von der Masse der durchstrahlten Atmosphäre sowie von deren spezifischen Gehalten an Wasserdampf, Kohlendioxid, Ozon, Wolken, und Aerosol ab.

- Verfärbung (Reddening), Reflexionsnebel,

(Mit Reflexionsnebel bezeichnet man Wolken interstellaren Staubs (Nebels), die das Licht benachbarter Sterne reflektieren.

Die Sterne sind dabei nicht heiß genug, das Material wie bei Emissionsnebeln zu ionisieren, bewirken also kein Eigenleuchten des Nebels. Stattdessen wird das Sternenlicht durch die mikroskopischen Nebelpartikel gestreut, wodurch der Nebel selbst überhaupt erst für uns sichtbar wird; das Spektrum des Reflexionsnebels gleicht daher dem der einstrahlenden Sterne. Unter den Nebelpartikeln befinden sich viele Kohlenstoffverbindungen (u. a. Diamantstaub), aber auch solche anderer Elemente, insbesondere von Eisen und Nickel. Letztere richten sich häufig nach dem galaktischen Magnetfeld aus und bewirken dadurch eine leichte Polarisation des Streulichts (Kaler, 1998). Die Unterscheidung der beiden Nebeltypen geht auf Edwin Hubble zurück (1922.)

- IR-Emission, Polarisation

Die Polarisation einer Transversalwelle beschreibt die Richtung ihrer Schwingung. Ändert sich diese Richtung schnell und ungeordnet, spricht man von einer unpolarisierten Welle. Der Polarisationsgrad gibt den geordneten Anteil an. Bei in Ausbreitungsrichtung schwingenden Wellen, sogenannten Longitudinalwellen, gibt es keine Polarisation.

→ beantwortet das IR-Emission?????

- b. Wie sind die Extinktion A_λ und Farbexzess E_{B-V} definiert? Und wie groß ist die mittlere Extinktion $\langle A_V \rangle$ in unserer Milchstraßenscheibe (in mag)?

Extinction:

$$A_\lambda = m_\lambda - m_{\lambda,0}$$

Colour Excess/ Farbexzess:

$$E_{\lambda_1-\lambda_2} = (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}) - (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2})_0 = (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_1,0}) - (m_{\lambda_2} - m_{\lambda_2,0})$$

$$= A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2}$$

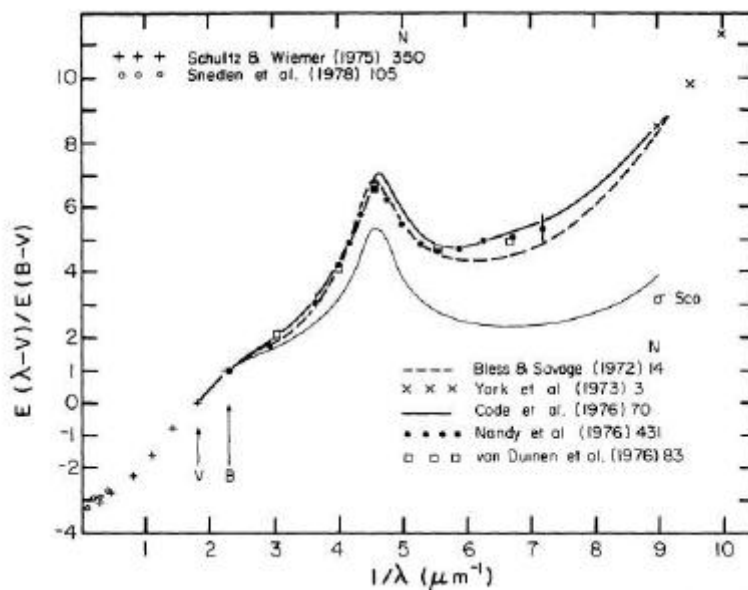
(0 heißt ohne Staub)

in particular/ speziell für E_{B-V}:

$$E_{B-V} = (B - V) - (B - V)_0 = (B - B_0) - (V - V_0) = A_B - A_V$$

- c. Welche Charakteristika weist die Extinktion-Kurve $E(\lambda - V)/E(B-V)$ auf (Skizze) und woraus besteht der Staub?

→ (evt. NOCH ZUSATZINFOS SUCHEN)



Knie bei 4400 Å, Höcker bei 2200 Å
Anstieg von $E(\lambda - V)/E(B-V)$ mit λ^{-1}
Für $\rightarrow \infty$ geht $E(\lambda - V)/E(B-V) \rightarrow -3$

- d. Wie lautet das Entfernungsmodul mit Extinktionsterm und wie groß ist die mittlere Extinktion $\langle A_V \rangle$ in unserer Milchstraßenscheibe (in mag)?

Entfernungsmodul mit Extinktionsterm:

$$m_V - M_V = 5 \log d - 5 + A_V$$

$\langle A_V \rangle$... mittlere Extinktion in unserer Milchstraßenscheibe (in mag)

$$\langle A_V \rangle \approx 1^m \text{kpc}^{-1}$$

Die Extinktion durch eine Wolke reduziert die Helligkeit des Sterns um A_V daher muss A_V in die Beziehung zwischen scheinbarer und absoluter Helligkeit genommen werden.

Extinktion wird in mag/kpc angegeben.

6. Woraus besteht die Kosmische Strahlung und wie macht sie sich bemerkbar?

- **Hochenergetische Teilchen (Protonen, Atomkerne, Elektronen, Positronen, Neutrinos); γ -Strahlung**
- **Teilchen-Dekaskade in Atmosphäre, Teilchen-Detektoren (alt: Nebelkammer)**
- **Cerenkov-Licht**

Die galaktische kosmische Strahlung besteht ungefähr zu 87 % aus [Protonen](#), 12 % [Alpha-Teilchen](#) und 1 % schweren Atomkernen. Die Häufigkeit der Atomkerne entspricht in etwa der solaren [Elementhäufigkeit](#). ((Ausnahmen sind zum Beispiel [Li](#), [Be](#) und [B](#), die in der kosmischen Strahlung als Folge von [Spallationsreaktionen](#) beim Durchqueren galaktischer Materie häufiger sind als in solarer Materie.)) Durch Wechselwirkung mit der Atmosphäre beobachtet man auf der Erde nicht die ursprüngliche Strahlung, sondern die Reaktionsprodukte aus der Wechselwirkung mit der Atmosphäre, insbesondere [Stickstoff](#) und [Sauerstoff](#).

Beim Eintreten in die [Erdatmosphäre](#) in einer Höhe um 20 km über der Oberfläche erzeugt die kosmische Strahlung [Teilchenschauer](#). Aus einem Proton der Energie von 10^{15} eV entstehen mehr als eine Million Sekundärteilchen. Nur ein kleiner Teil von ihnen erreicht auch die Erdoberfläche.

Als [Tscherenkow-Licht](#) (auch: [Čerenkov-Licht](#), [engl.](#) *Cherenkov radiation*), benannt nach seinem Entdecker [Pawel Alexejewitsch Tscherenkow](#) (1904–1990), bezeichnet man im engeren Sinn eine bläuliche Leuchterscheinung, die beim Durchgang schneller [Elektronen](#) durch [Wasser](#) hervorgerufen wird und insbesondere in [Abklingbecken](#) von [Kernkraftwerken](#) zu beobachten ist. Die schnellen Elektronen sind hierbei durch [radioaktiven Zerfall](#) hervorgerufene Betastrahlung und durch Stoßprozesse von [Neutronen](#) und [Gammaquanten](#) an [Atomen](#) hervorgerufene Sekundärelektronen.

Ursprung:

- i. Supernova Schockfronten
- ii. Schwarze Löcher
- iii. Pulsare
- iv. Sterne
- v. Sonneneruptionen

Nachweis:

- vi. Ballon- und Satellitendetektoren, Neutrinodetektoren
- vii. Cerenkov-Licht(Partikel treffen auf dichtes Medium-Luft)
- viii. Strahlung trifft auf die obere Atmosphäre, es entsteht eine Kaskade von Partikel die gemessen werden.

7. *Interstellares Magnetfeld*

Wie kann man das interstellare Magnetfeld nachweisen?

Auf welchen Skalen bzw. in welchen Strukturen des ISM werden Magnetfelder gemessen?

→ 2. Frage FEHLT!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

Expandierende HII Regionen und Supernovae verdichten das Magnetfeld durch ihre Ausdehnung. Die Stärke des Magnetfelds steigt mit der Dichte ($B \approx n^{\frac{2}{3}}$)

Wahrnehmbar durch:

- i. Zeeman Effekt:
Durch die Verbreiterung einer Emissionlinien durch ein Magnetfeld, kann dessen Stärke bestimmt werden.
 - ii. Lineare Polarisation des Lichts:
Der interstellare Staub ist leicht ausgerichtet, was auf das Magnetfeld zurückgeführt wird.
 - iii. Faraday Rotation:
Man bezeichnet damit die Drehung der Polarisationsebene einer polarisierten, elektromagnetischen Welle beim Durchgang durch ionisiertes, magnetisiertes Material
 - iv. Synchrotron-Strahlung:
ist eine nicht thermische Radioemission von Elektronen die um Magnetfeldlinien rotieren. Sie entstehen meist durch Supernovae. (LHC!)
8. „Phasen“ des Interstellaren Mediums
Erklären Sie das sog. 2-Phasen-Modell des Interstellaren Mediums: Wodurch kommen die „Phasen“ zustande? Welche sind es (T=? und n=?)?

$$\text{heating} : \Gamma(n) = \Gamma_0 n$$

$$\text{cooling} : \Lambda(n, T) = \Lambda_0 n^2 T^\beta$$

heating – cooling balance :

$$\Gamma = \Lambda$$

ideal gas equation :

$$P/k = n \cdot T = \left(\frac{\Gamma_0}{\Lambda_0} \right)^{\frac{1}{\beta}} n^{1 - (\frac{1}{\beta})} \propto n^\xi$$

thermal stability : $\xi > 0 : \beta > 1$

unstable : $\xi < 0 : \beta < 1$

$$\text{CNM:} \quad T = 40 \dots 100 \text{ K}, \quad n = 10 \dots 40 \text{ cm}^{-3}$$

$$\text{WNM/WIM:} \quad T \approx 8000 \text{ K}, \quad n = 0.2 \dots 0.4 \text{ cm}^{-3}$$

$$\Rightarrow P/k = 1000 \dots 4000 \text{ K cm}^{-3}$$

2.2.3 Theoretische Modelle

In einer klassischen Arbeit beschreiben Field et al. (1969) ein Zweiphasen-Modell des ISM. Dabei kann man eine kalte und eine warme Phase unterscheiden, die im Druckgleichgewicht sind. Das ISM mit der Teilchendichte n , der Temperatur T , dem Druck P , der Kühlrate Λ und der Heizrate Γ befindet sich genau dann im thermischen Gleichgewicht, wenn $n^2\Lambda = n\Gamma$ gilt. Mit der effektiven Kühlrate $L = \Lambda - \Gamma/n$ erhält man ein stabiles Gleichgewicht, wenn

$$\left(\frac{\delta L}{\delta T}\right)_P > 0 \quad (2.7)$$

gilt. Dies ist in Abb. 2.6 zu sehen: Die Kurve zeigt das thermische Gleichgewicht mit $L = 0$ an. Oberhalb der Kurve dominiert Kühlung, unterhalb Heizung. In den beiden schraffierten Bereichen gilt die Stabilitätsbedingung aus Gl. (2.7). Eine isobare Störung vom Gleichgewicht in diesen Bereichen führt wieder zum Ausgangspunkt zurück. Im instabilen Bereich kommt es dagegen zu einer Verstärkung der Störung, bis am Ende einer der stabilen Zustände erreicht wird. Die beiden vorhergesagten Phasen haben Dichten von 41 cm^{-3} und 0.3 cm^{-3} und Temperaturen von 50 K und 8000 K.

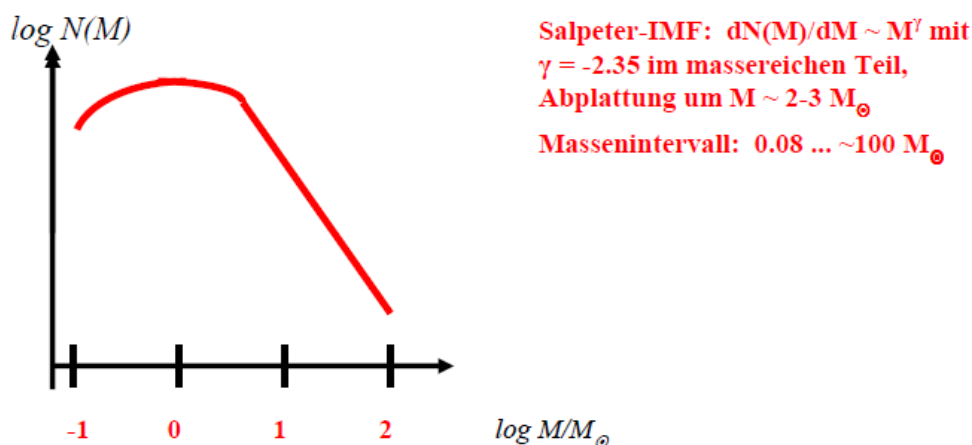
→ ist die Frage beantwortet???

9. Stellare Massenverteilung

Welche Massenverteilung besitzen junge Sternhaufen?

Wie heißt die Anfangsmassenverteilung der Sterne?

Welche Charakteristika besitzt die Massenverteilung?



Die Astronomie untersucht die Massen- und Dichteverteilung auch sehr ausgedehnter Fluide. Als Beispiele seien genannt: interstellares Gas, Dunkelwolken, Gasplaneten und das Innere von Sternen. Eine wichtige Rolle spielen *inhomogene* Massenverteilungen u.a.

Ausarbeitung für 1.Astro-Test (5.5.10) 12 / 15

bei der Entstehung und der Entwicklung von Sternen und beim inneren Aufbau von Planeten.

→ beantwortet das die Frage???

10. Die Milchstraße

- a. *Skizzieren Sie die Strahlungsverteilungen der Milchstraße am Gesamthimmel im optischen Radiobereich, sowie in der 21-cm-Linie*

→ FEHLT!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!

- b. Welche Kräfte bestimmen die Struktur der Milchstraßenscheibe (bitte ausformulieren)? Welche sind im Gleichgewicht?

$$\text{Self - gravitational Force : } F_{\phi} = \frac{d\Phi}{dz} \rho(z) = G \frac{d}{dz} \frac{M_z}{z} \rho(z)$$

$$\text{Vertical Pressure Force : } F_p = -\frac{dP}{dz} = -\frac{k \cdot T}{m_H \mu} \frac{d\rho(z)}{dz}$$

$$\text{Gravitational Force : } F_G = G \frac{M_r}{r^2} \Delta m$$

$$\text{Centrifugal Force : } F_c = \omega^2 \cdot r \cdot \Delta m$$

- c. Wie groß sind Galaktozentrischer Abstand und Umlaufgeschwindigkeit der Sonne in der Milchstraße? Wie lange benötigt die Sonne dann ca. für einen Umlauf um 2π in der Milchstraße?

8.5 kpc, 220 km/s, ~ 240 Mio. J.

- d. Was kann man aus der Rotationskurve der Milchstraße über ihre radiale Massenverteilung $M(r)$ schließen?

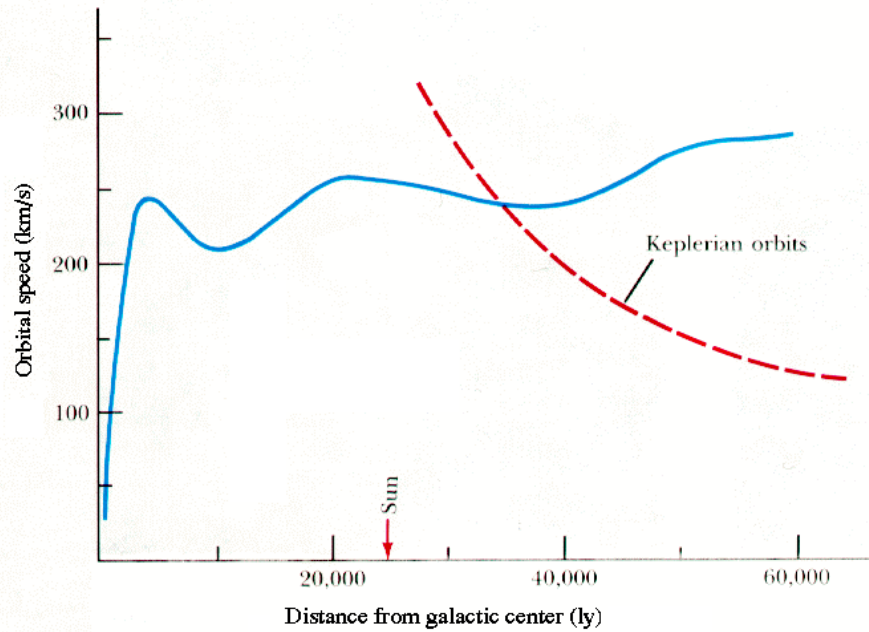
→(evt. NOCH ZUSATZINFOS SUCHEN)

The “Milky Way“ rotation curve has the following characteristics:

- Steep linear increase: $v(r) \propto r \Rightarrow$ rigid rotation
- Maximum and drop followed by a constant (or slightly increasing) $v(r) \Rightarrow M(r)/r^2 \propto v(r)^2/r \Rightarrow M(r) \propto r$, but not observed \Rightarrow **Dark Matter required**

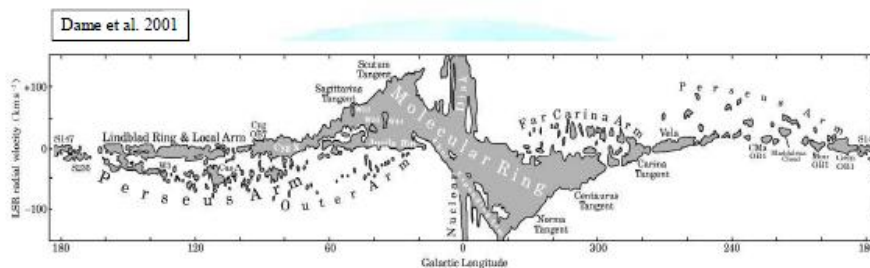
e. *Wie sieht die Rotationskurve der Milchstraße aus? Mit Hilfe welchen Komponenten wird sie bestimmt?*

→ 2. Teil der Frage FEHLT!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!



Die Rotationskurve der Milchstraße steigt steil linear mit dem Radius $v(r) \sim r$ und nach dem Maximum und einer Abnahme folgt ein nahezu konstanter Bereich $M(r) \sim r$

f. *Welche Struktur erkennt man zusätzlich anhand der CO-Relativ-Geschwindigkeitsverteilung $V_{LSR}(l)$?*



Characteristics of the CO velocity distribution (Doppler-shifted CO line at $\lambda = 2.6$ mm with respect to the *Local Standard of Rest*):

- Individual arms,
- Long ranges of zero relative velocities,
- Inner molecular ring,
- An innermost expanding ring,
- A fast rotating central disk.

→ IST DAS ANTWORT AUF FRAGE????

11. *Welche stellaren Komponenten (Sternpopulationen) besitzt die Milchstraße? Wie unterscheiden sie sich in Alter, Elementhäufigkeit und Kinematik?*

→FEHLT!!!!!!!!!!!!!!!!!!!!