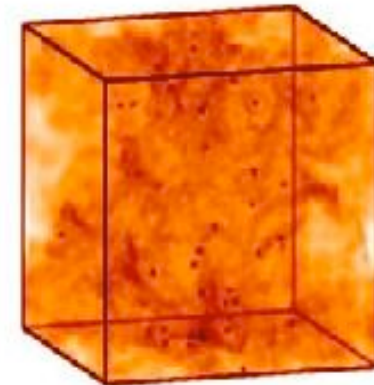
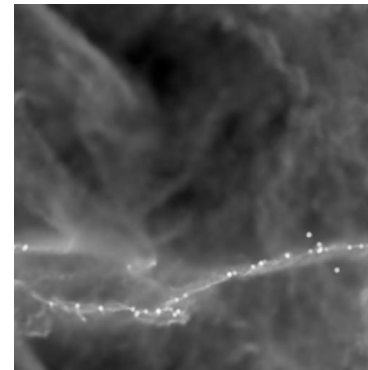
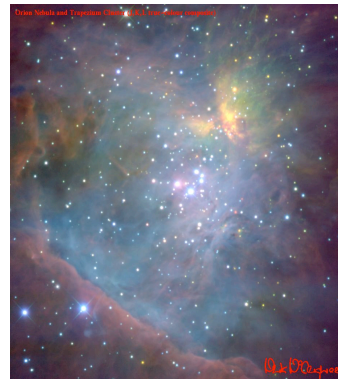
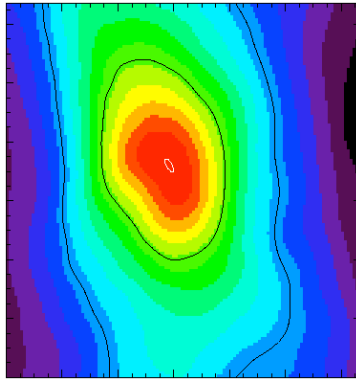


Sternentstehung



Ralf Klessen

Zentrum für Astronomie Heidelberg



Übersicht

WAS?

- Was sind Sterne?

WO und WANN?

- Wo und wann bilden sich Sterne?

WIE?

- Wie beobachtet man Sternbildung?

- Wie bilden sich Sterne?



Theorie der turbulenten
Sternentstehung

BEISPIELE

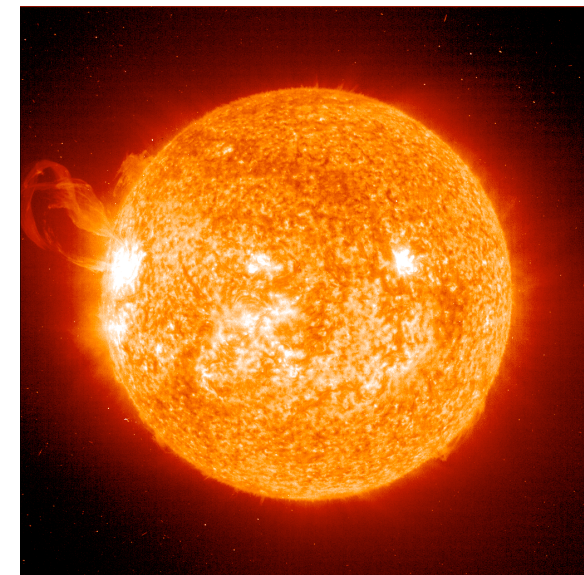
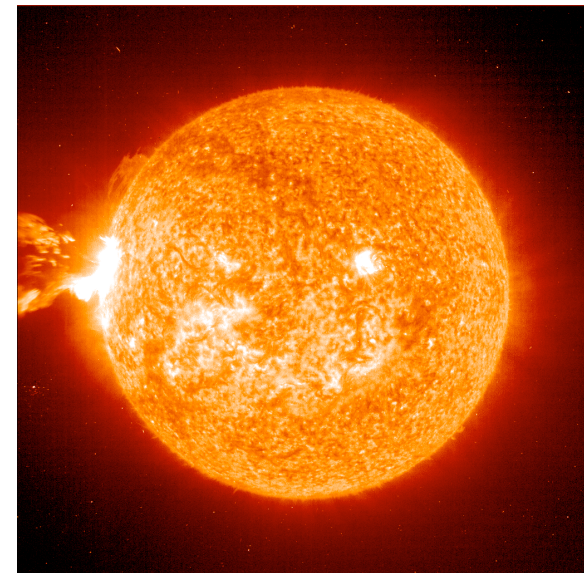
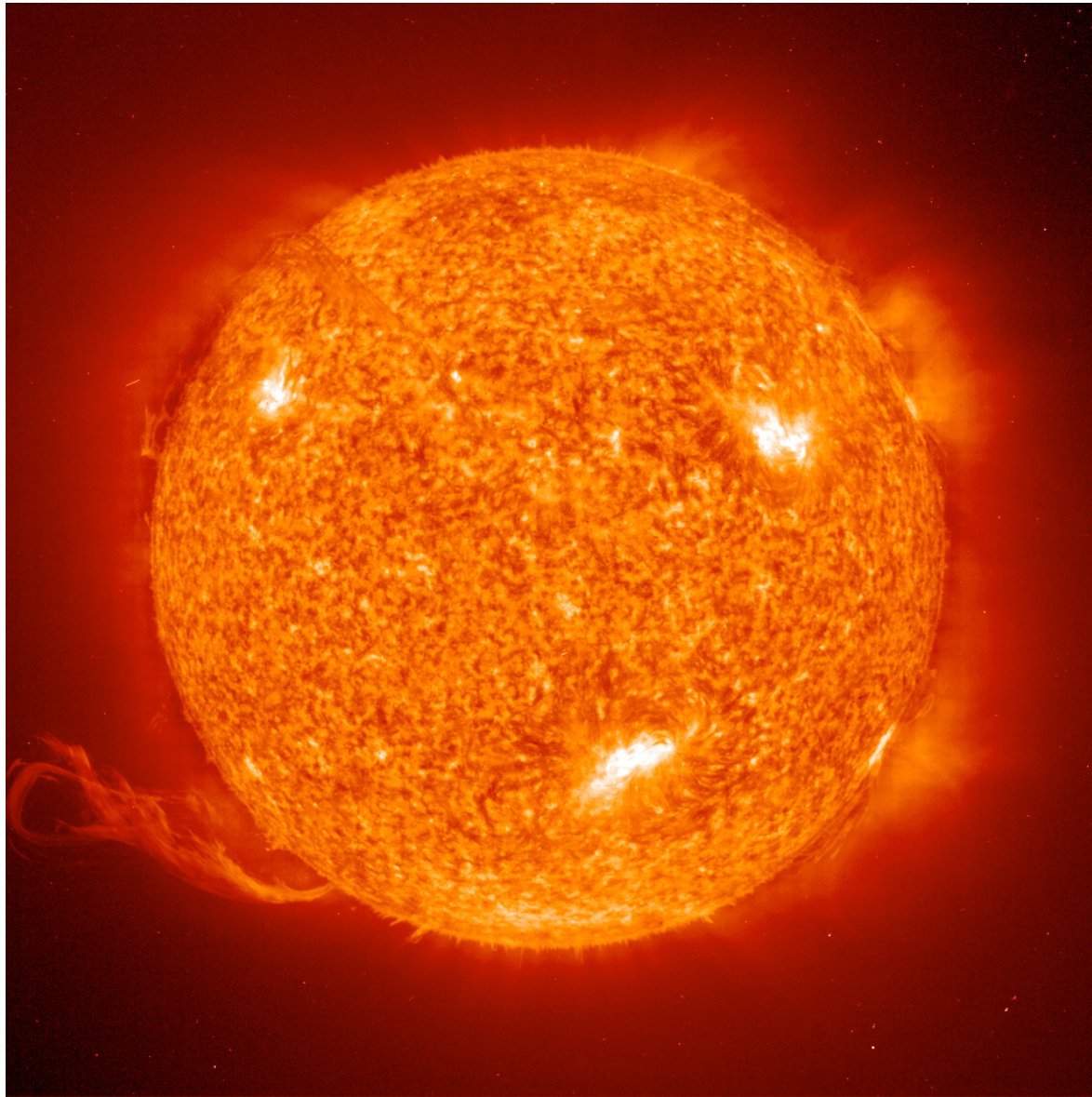
- Sternbildung in Sonnennähe

- Sternbildung im frühen Universum

Phänomenologie

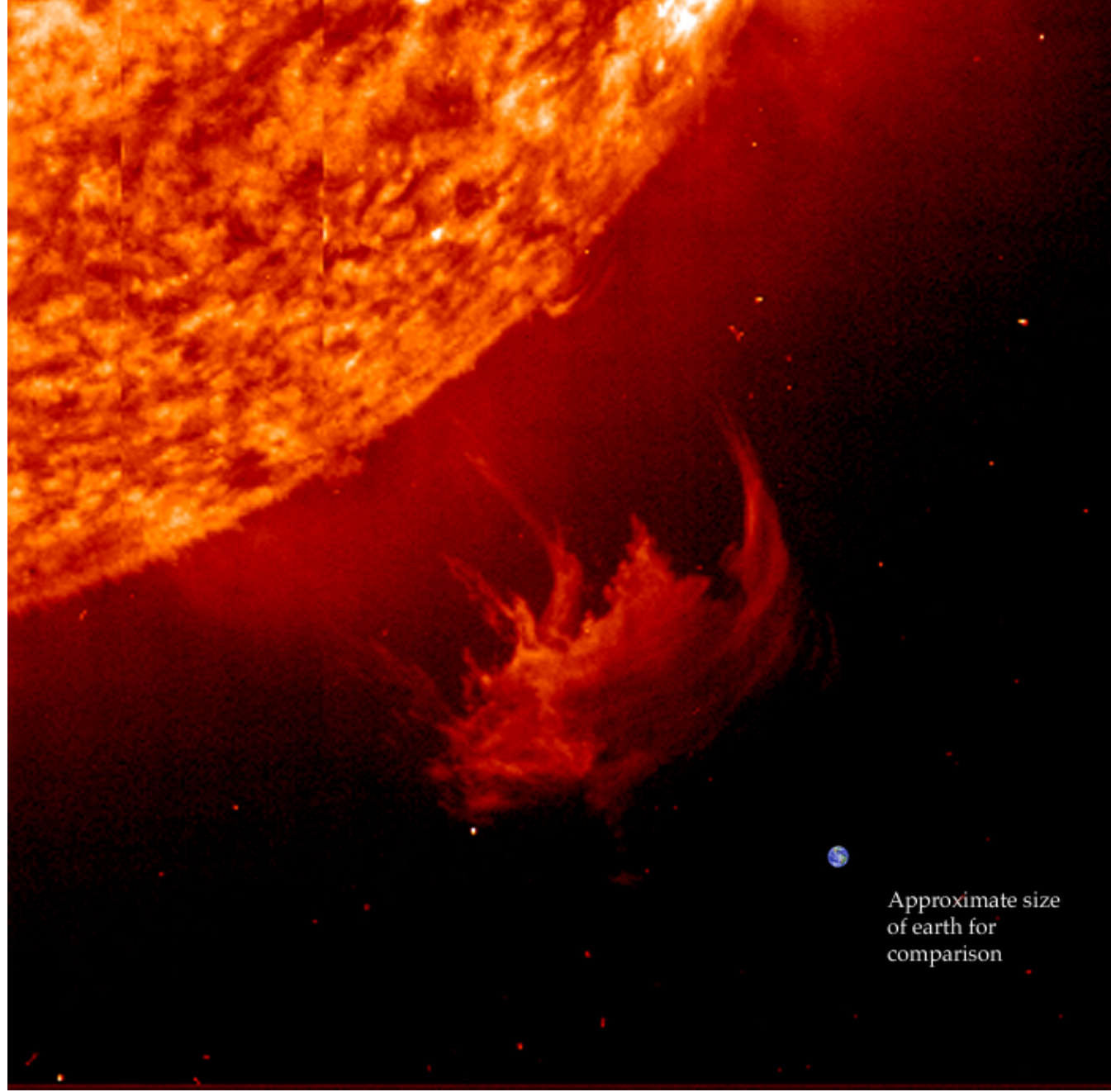
Theorie

WAS?



Unsere Sonne in verschiedenen Aktivitätsphasen

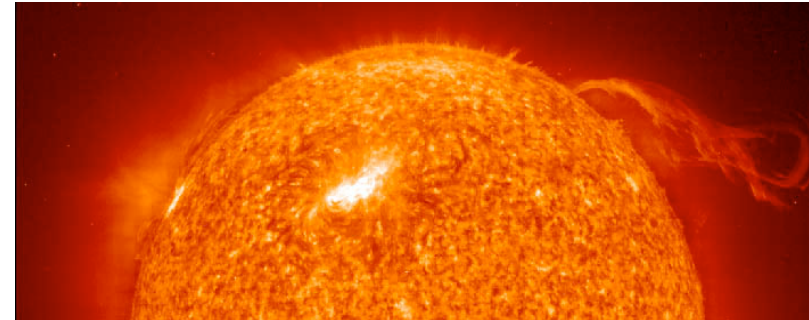
Größenvergleich: Sonne - Erde



Approximate size
of earth for
comparison

Sterne: die Sonne

Eigenschaften der Sterne
(Stellare Zustandsgrößen):



Unsere Sonne ☉ als Referenzstern

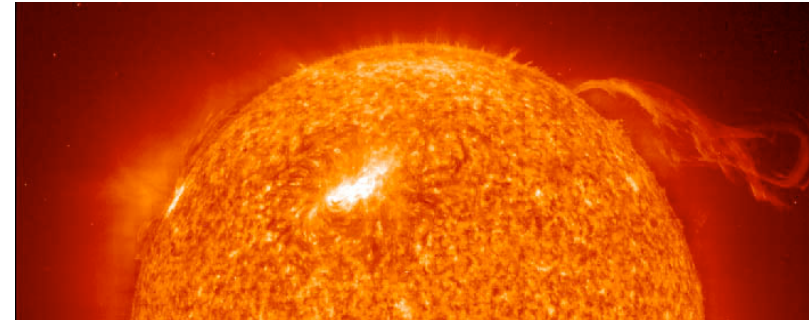
Radius	R_{\odot}	696 000 km
Masse	M_{\odot}	$1,989 \times 10^{30}$ kg
Leuchtkraft	L_{\odot}	$3,86 \times 10^{26}$ W
effektive Temperatur	T_{eff}	5800 K (Oberfläche)
Zentraltemperatur	T_{zentral}	15×10^6 K
Alter	t_{\odot}	4.5×10^9 a

auf der Erde:
Solarkonstante
 1.37 kW/m^2

Spektraltyp	G2
Leuchtkraftklasse	V
chemische Zusammensetzung (Massenanteil)	
	73% Wasserstoff X
	25% Helium Y
	2% Metalle Z

Sterne: die Sonne

Eigenschaften der Sterne
(Stellare Zustandsgrößen):



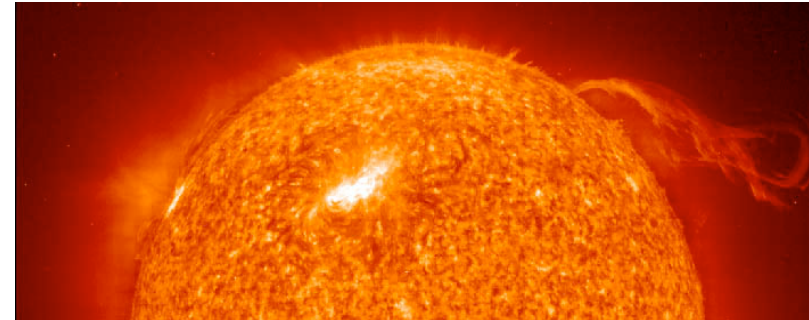
Unsere Sonne \odot als Referenzstern

Radius	R_{\odot}	7×10^{10} cm
Masse	M_{\odot}	2×10^{33} g
Leuchtkraft	L_{\odot}	4×10^{33} erg/s
effektive Temperatur	T_{eff}	5800 K
Zentraltemperatur	T_{zentral}	15×10^6 K
Alter	t_{\odot}	1.7×10^{17} s

in cgs Einheiten

Spektraltyp	G2
Leuchtkraftklasse	V
chemische Zusammensetzung (Massenanteil)	
	73% Wasserstoff X
	25% Helium Y
	2% Metalle Z

Sterne: Statistische Charakteristika



Sterndichte in der Sonnenumgebung

$$n_* \approx 0,05 \text{ pc}^{-3}$$

Sterndichte im Orion-Trapezhaufen

$$n_* \approx 10^3 \text{ pc}^{-3}$$

Sterndichte in Starburst-Regionen

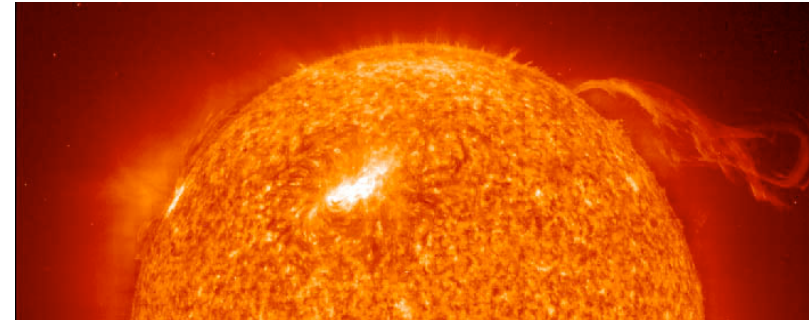
$$n_* \approx 10^4 \text{ pc}^{-3}$$

$$1 \text{ pc} = 3,086 \times 10^{18} \text{ cm}$$

Anzahl der Sterne in der Milchstraße: $\approx 10^{11}$

Sternentstehungsrate: $\approx 2 M_{\odot} / \text{Jahr}$

Sterne: Statistische Charakteristika



Sterndichte in der Sonnenumgebung

$$n_* \approx 0,05 \text{ pc}^{-3}$$

Sterndichte im Orion-Trapezhaufen

$$n_* \approx 10^3 \text{ pc}^{-3}$$

Sterndichte in Starburst-Regionen

$$n_* \approx 10^4 \text{ pc}^{-3}$$

$$1 \text{ pc} = 3,086 \times 10^{18} \text{ cm}$$

Anzahl der Sterne in der Milchstraße: $\approx 10^{11}$

Sternentstehungsrate: $\approx 2 M_{\odot} / \text{Jahr}$

Skalen:

Milchstraße

$$\varnothing \approx 30 \text{ kpc} \approx 10^{23} \text{ cm} \approx 100.000 \text{ Lichtjahre}$$

Sonnensystem (Pluto-Bahn)

$$\varnothing \approx 80 \text{ AU} \approx 10^{15} \text{ cm} \approx 11 \text{ Lichtstunden}$$

Erdbahn

$$\varnothing \approx 2 \text{ AU} \approx 3 \times 10^{15} \text{ cm} \approx 17 \text{ Lichtminuten}$$

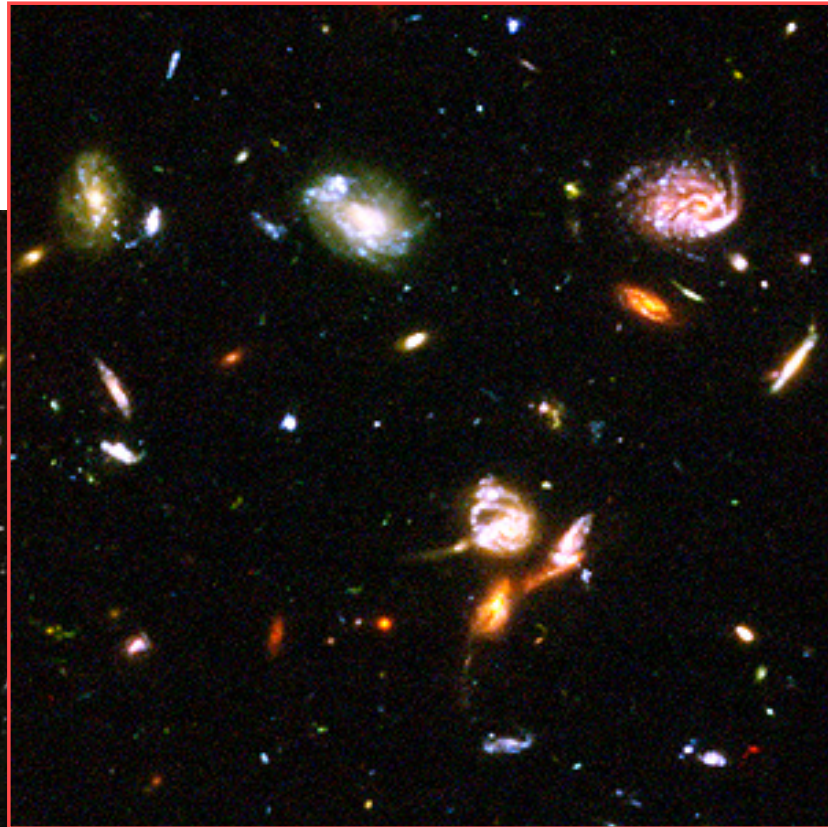
Sonnendurchmesser

$$\varnothing \approx 1,4 \times 10^{11} \text{ cm}$$

Erddurchmesser

$$\varnothing \approx 1,3 \times 10^9 \text{ cm}$$

WANN?
WO?



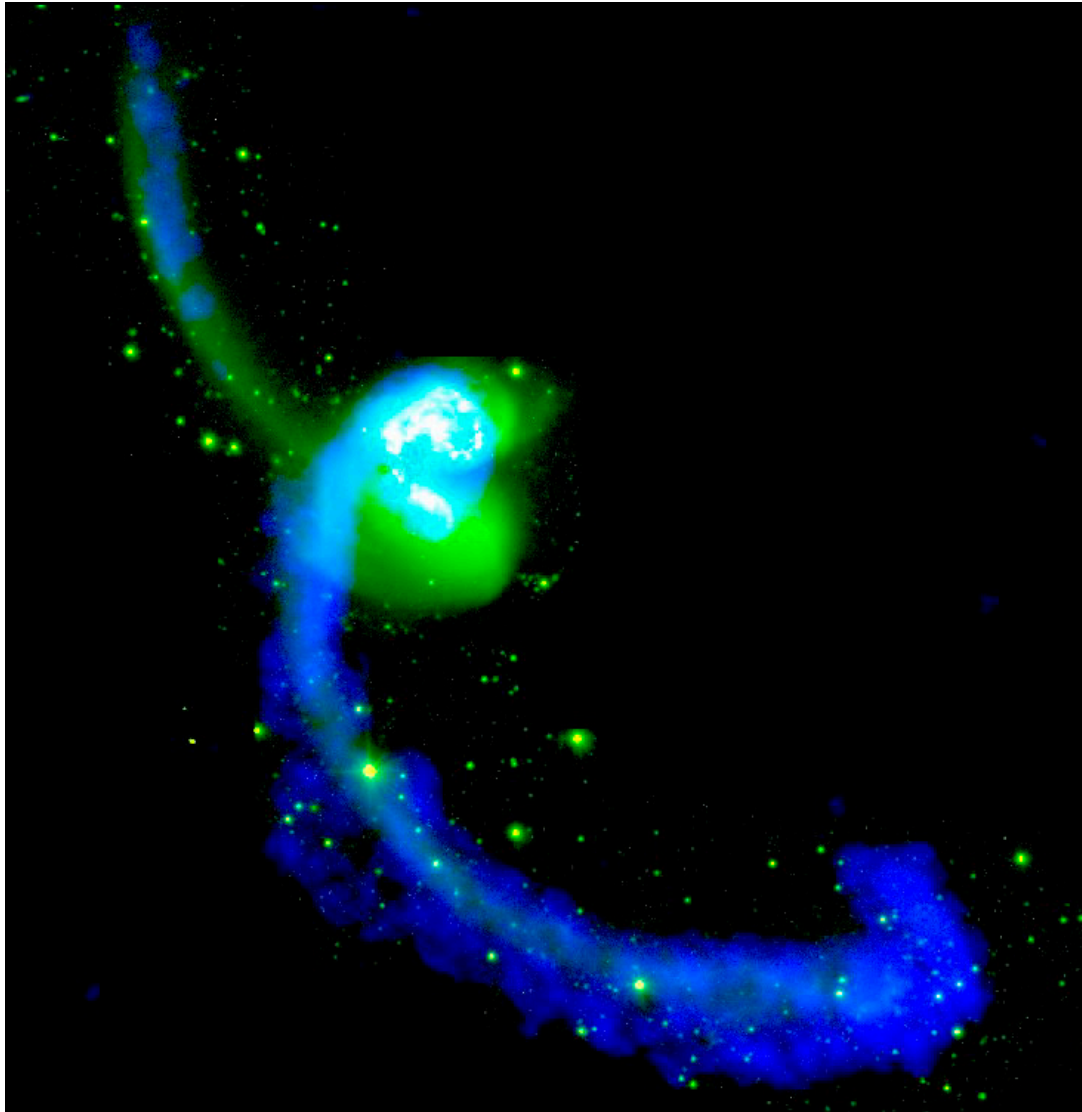
ng
üh

(weniger als 1Ga
nach dem Urknall)

Sterne
entstehen in
Galaxien und
Protogalaxien

(Ausschnitt aus dem Hubble Ultra-Deep Field, von HST Webseite)

Sternentstehung in wechselwirkenden Galaxien

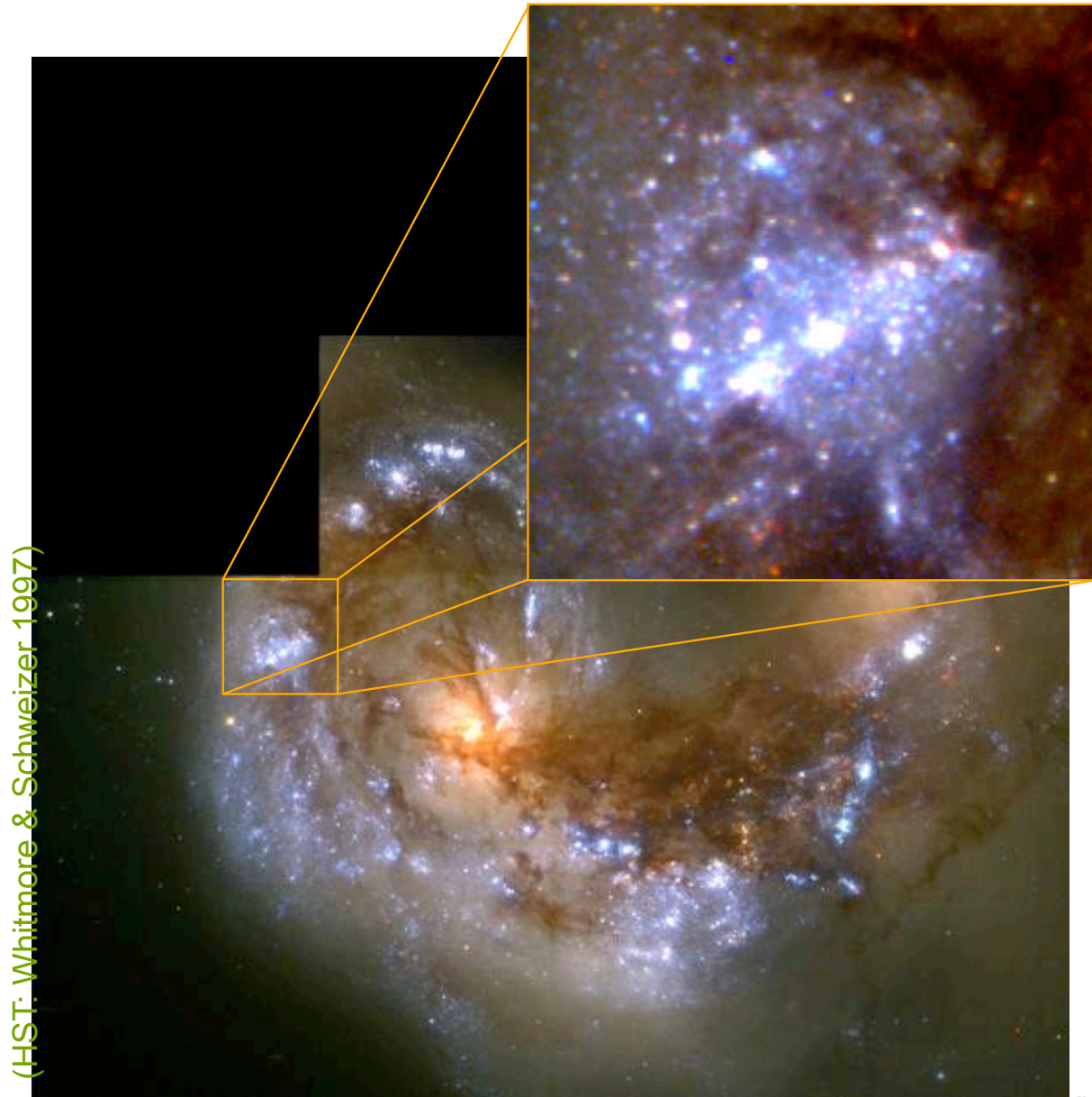


Antennae Galaxie

- NGC4038/39
- Entfernung: 19.2Mpc
- vis. Magn: 11.2
- optisch: weiß, grün
- radio: blau

(Antennae Galaxie: Chandra Webpage)

Sternentstehung in wechselwirkenden Galaxien



Antennae Galaxie

- Burst von Sternentstehung in wechselwirkenden Galaxien (dh. in stark gestörten Systeme)
- Sternbildung in Gezeitenarmen
- Großskalige, gravitative Bewegungen bestimmen SE
- Sterne entstehen in "Knoten" (dh. in Superhaufen)

Sternentstehung in "normalen" Galaxien:

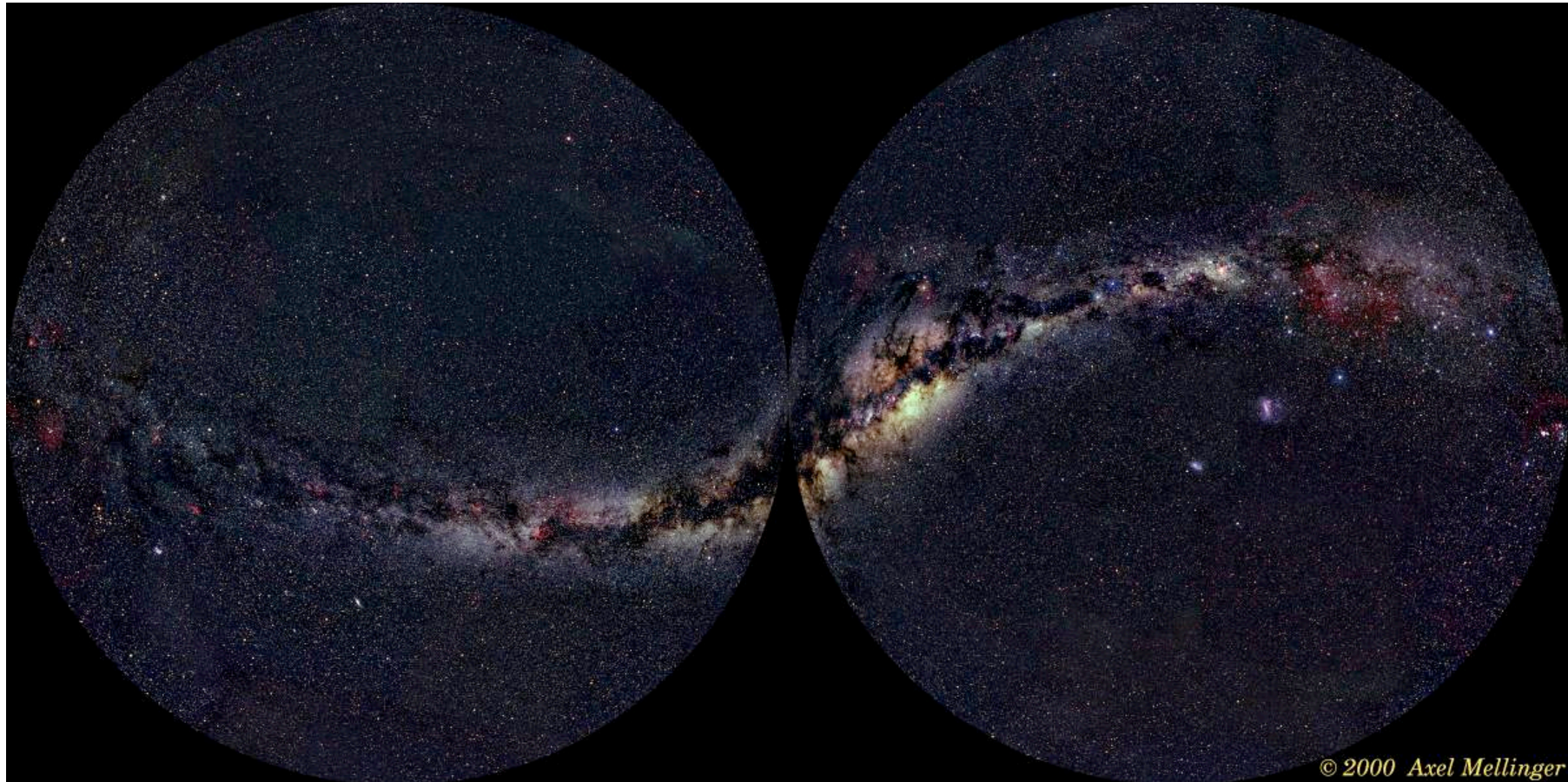


(from the Hubble Heritage Team)

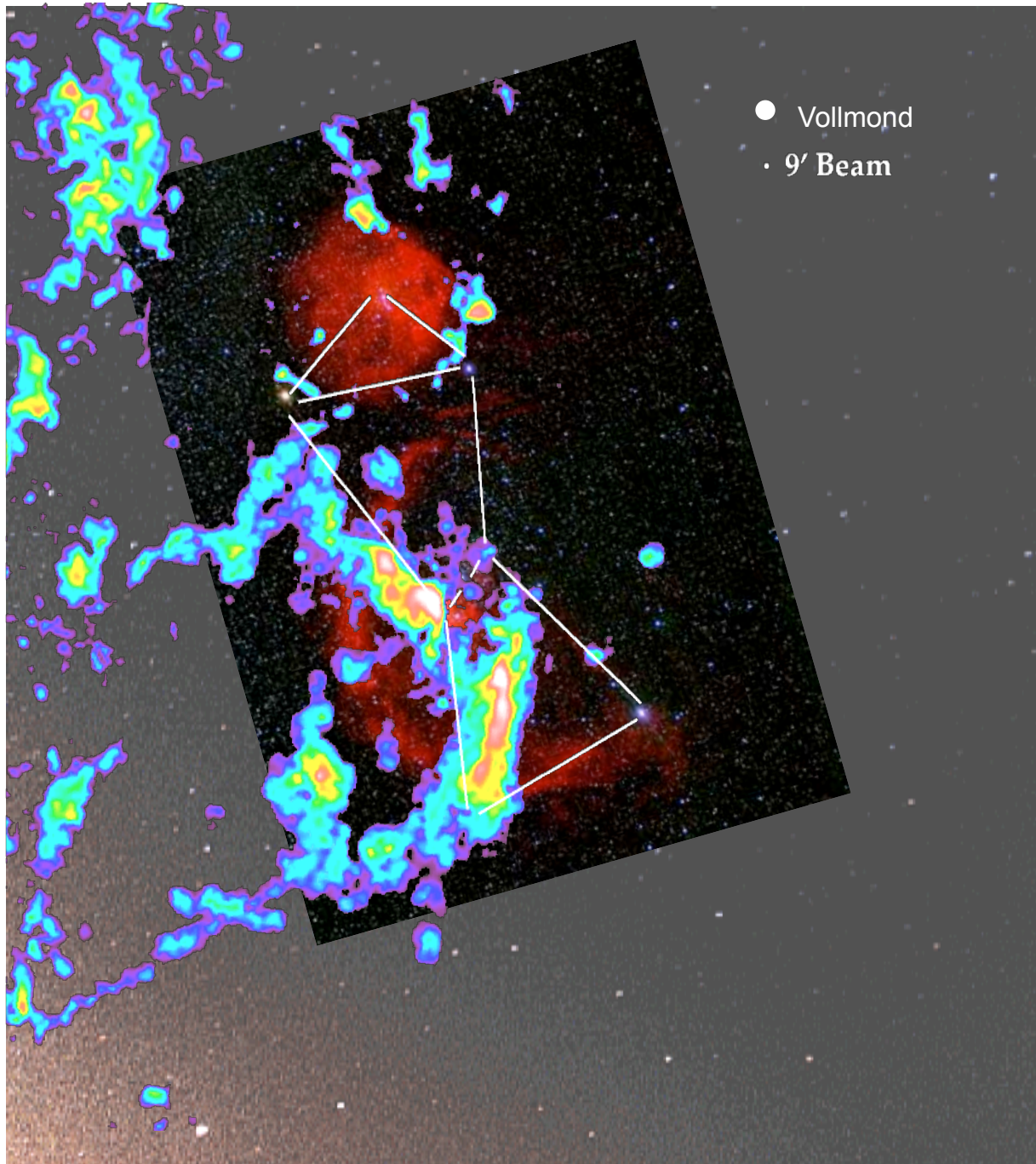
NGC4622

- Sternentstehung dauert bis *heute* an.
- Sternentstehung ist *immer* verbunden mit *Wolken aus Gas und Staub*.
- Staub- und Gasbänder findet man *häufig* (aber nicht immer) in Verbindung mit Spiralarmen
- Dasselbe gilt für die Sternentstehung.

Sternentstehung in der Milchstraße



Am Nachthimmel sieht man **Dunkelwolken** und **Sterne**:
Die hellsten Sterne sind *massereich* und daher *jung*.
→ Sternentstehung ist wichtig um beobachtete Struktur
der Milchstraße zu verstehen.

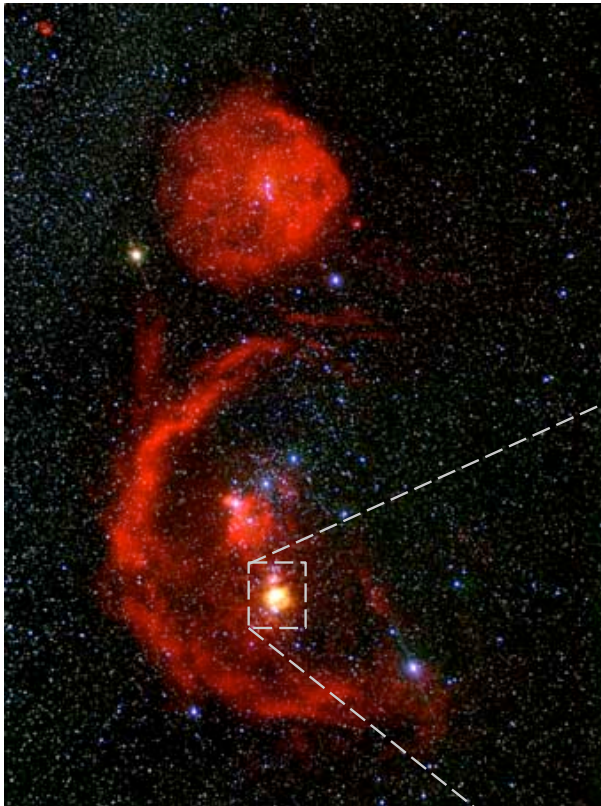


Stern- entstehung in Orion

Wir sehen

- *Sterne* (im sichtbaren Licht)
- Atomaren Wasserstoff (in $H\alpha$ -- *rot*)
- Molekularen Wasserstoff H_2 (Radiostrahlung von Tracermolekül CO *farbcodiert*)

Lokales SE Gebiet: Trapezhaufen in Orion



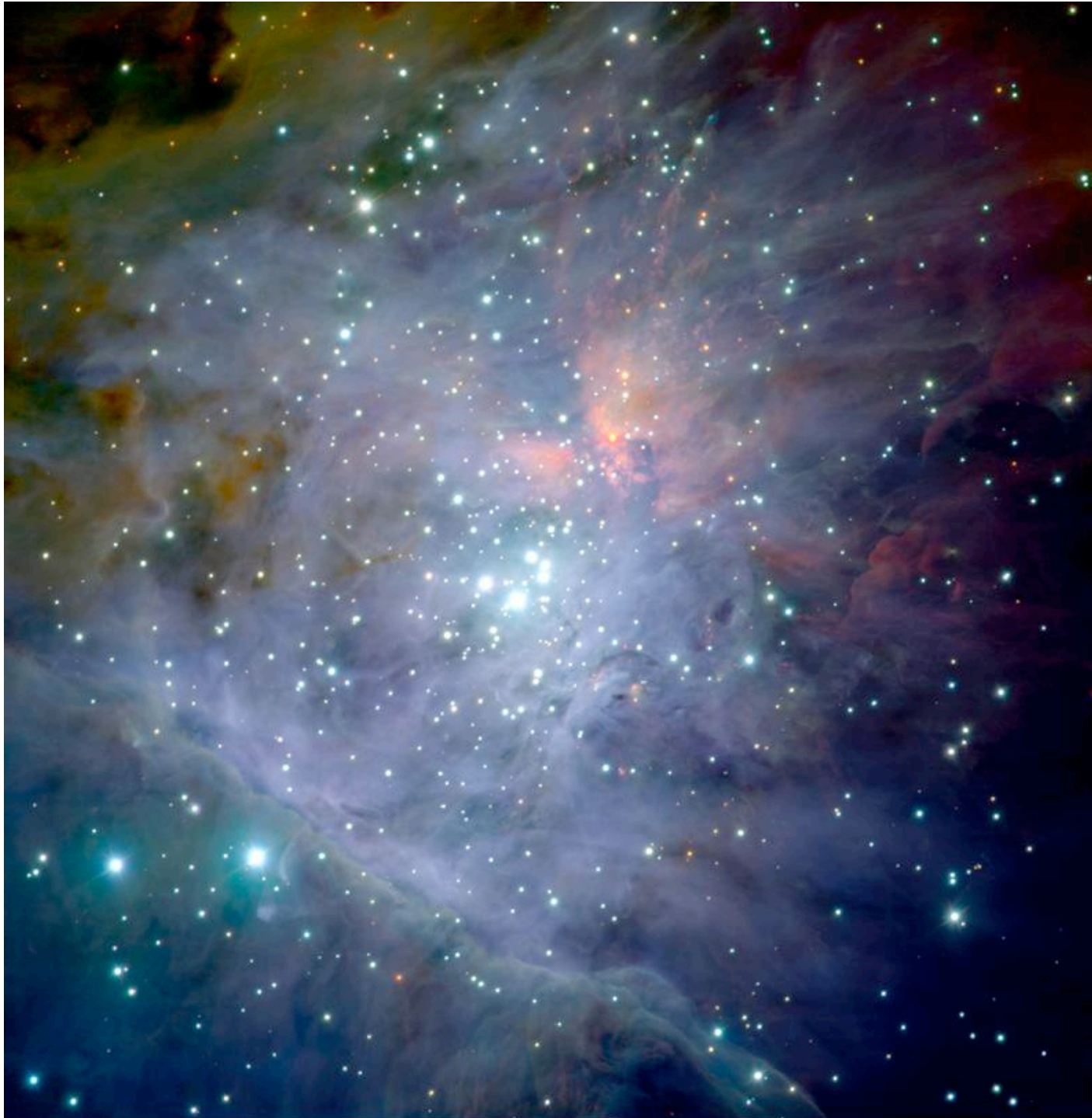
Sternbild Orion

Die Orionmolekülwolke ist die Geburtsstätte mehrerer junger Sternhaufen.

Der Trapezhaufen ist noch ``eingebettet`` und nur im IR Wellenbereich sichtbar. Der Haufen besteht aus ~2000 jungen Sternen.



Trapezhaufen



Trapez- haufen (Detail)

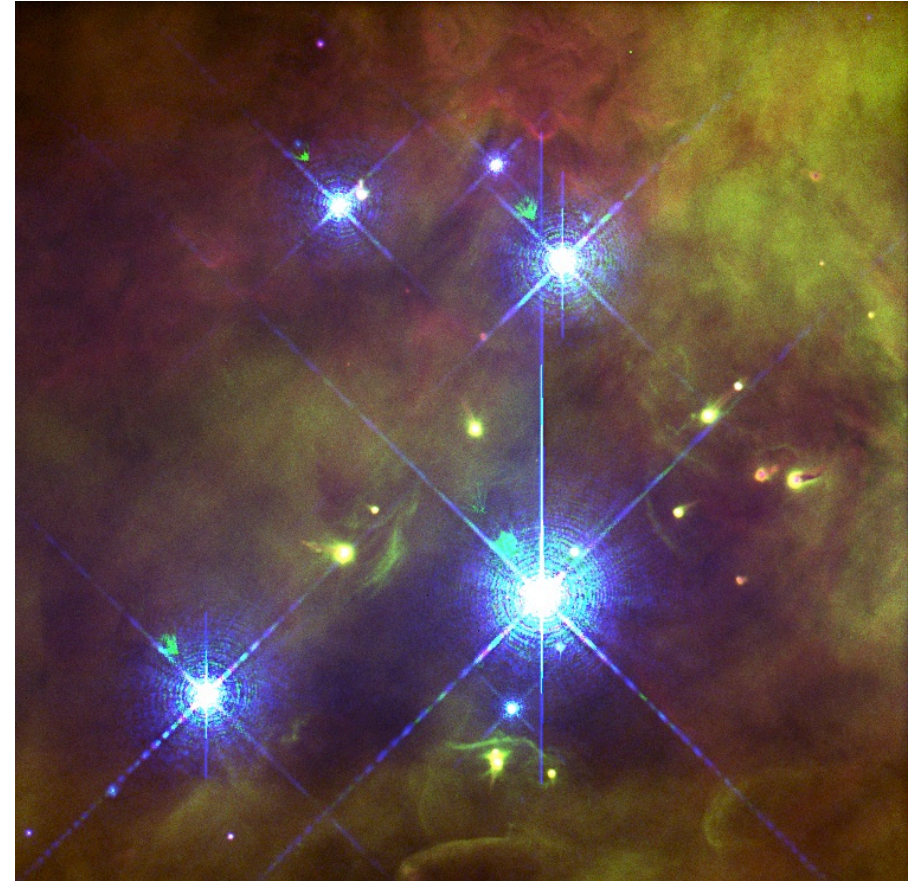
- Sterne ent-
stehen in
Haufen
- Sterne ent-
stehen in
**Molekül-
wolken**
- **Rückkopp-
lungseffekte**
sind wichtig

(Mehrfarbenaufnahme
in J,H,K: McCaughrean,
VLT, Paranal, Chile)

Trapezhaufen: Zentralgebiet

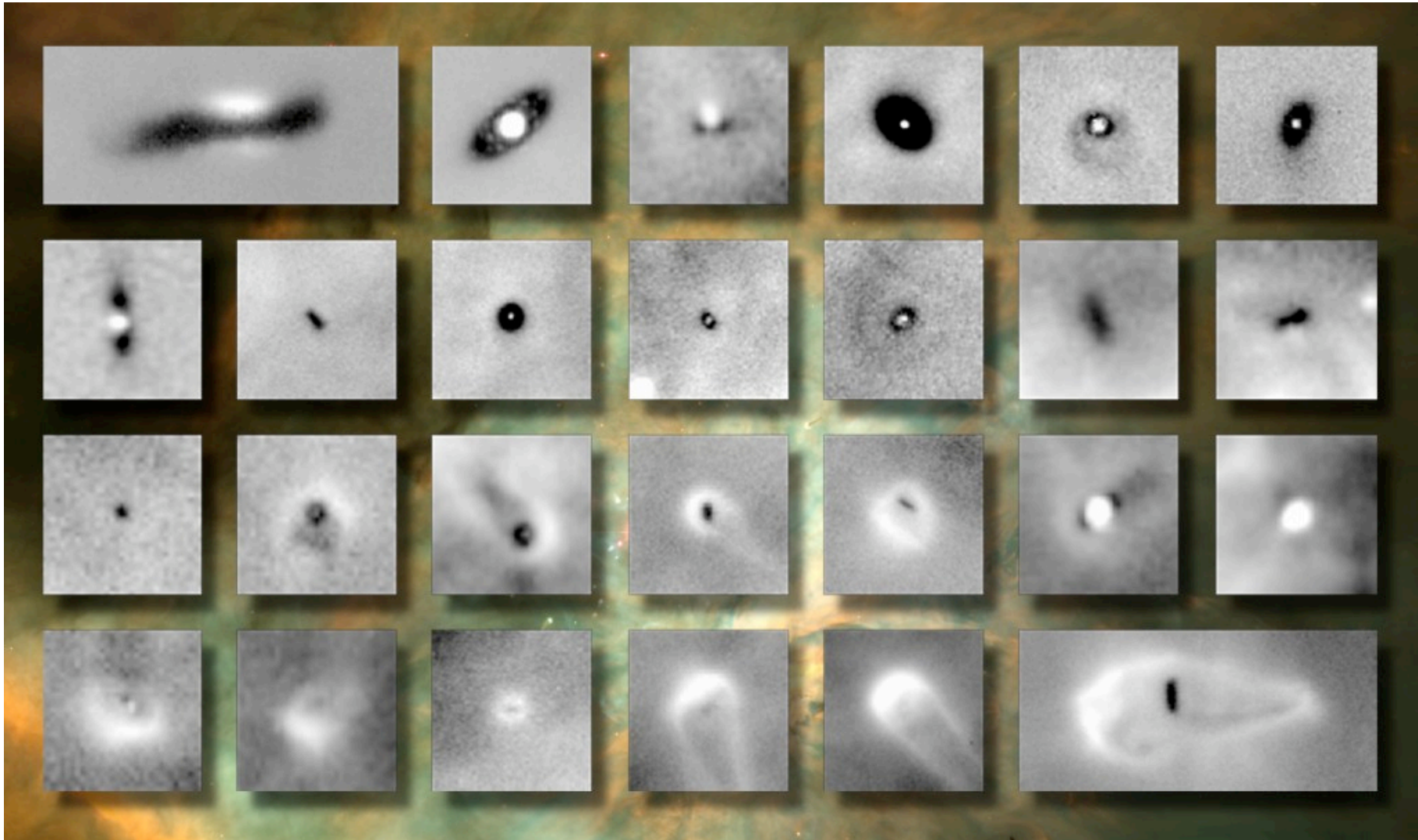


Der Großteil der ionisierenden Strahlung kommt vom Zentralstern **$\theta 1C$ Orionis**



Proplyds: Verdampfende ``protoplanetare`` Scheiben um junge massearme Protosterne

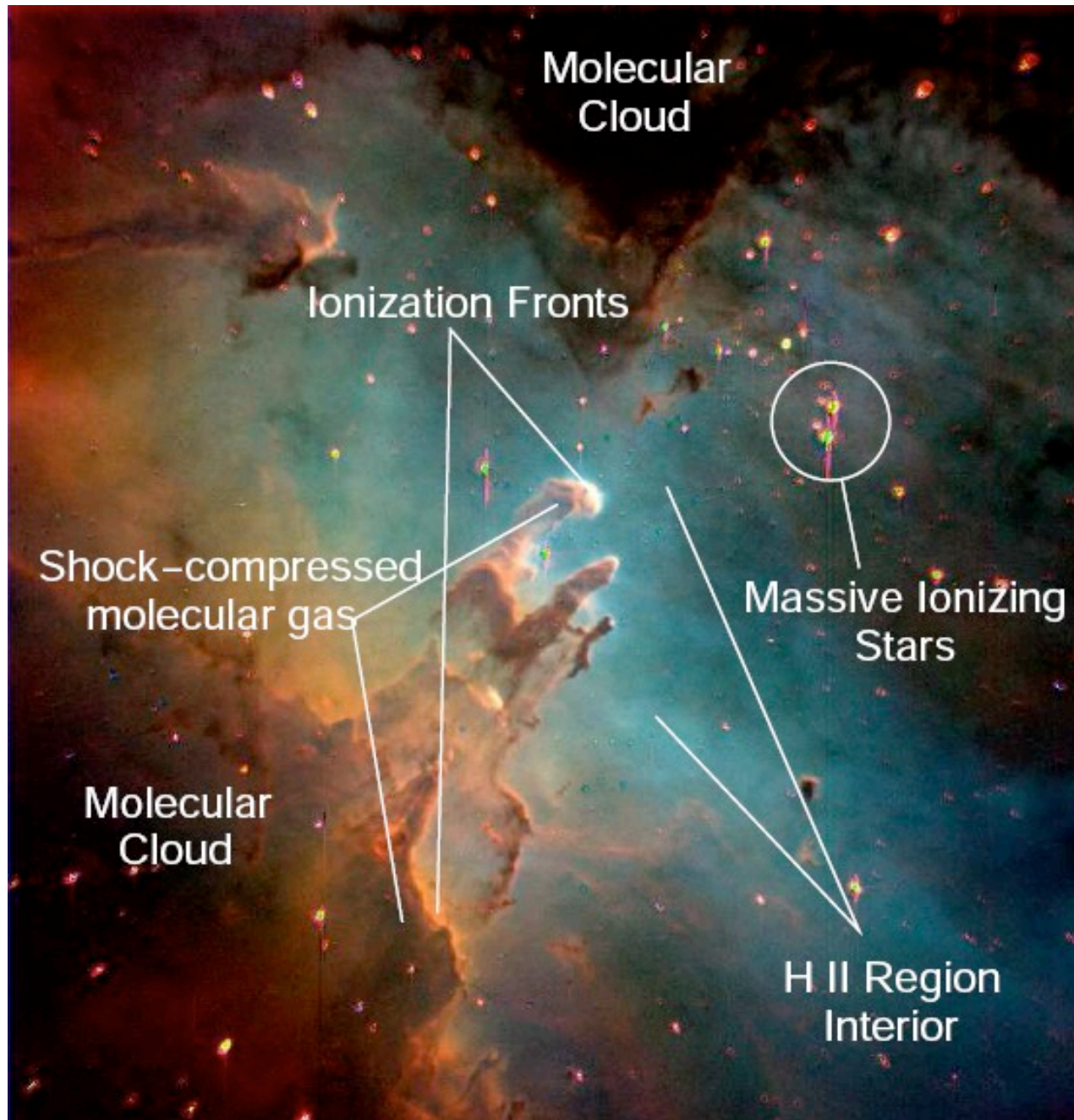
Weitere Details: Siluett-Scheiben in Orion

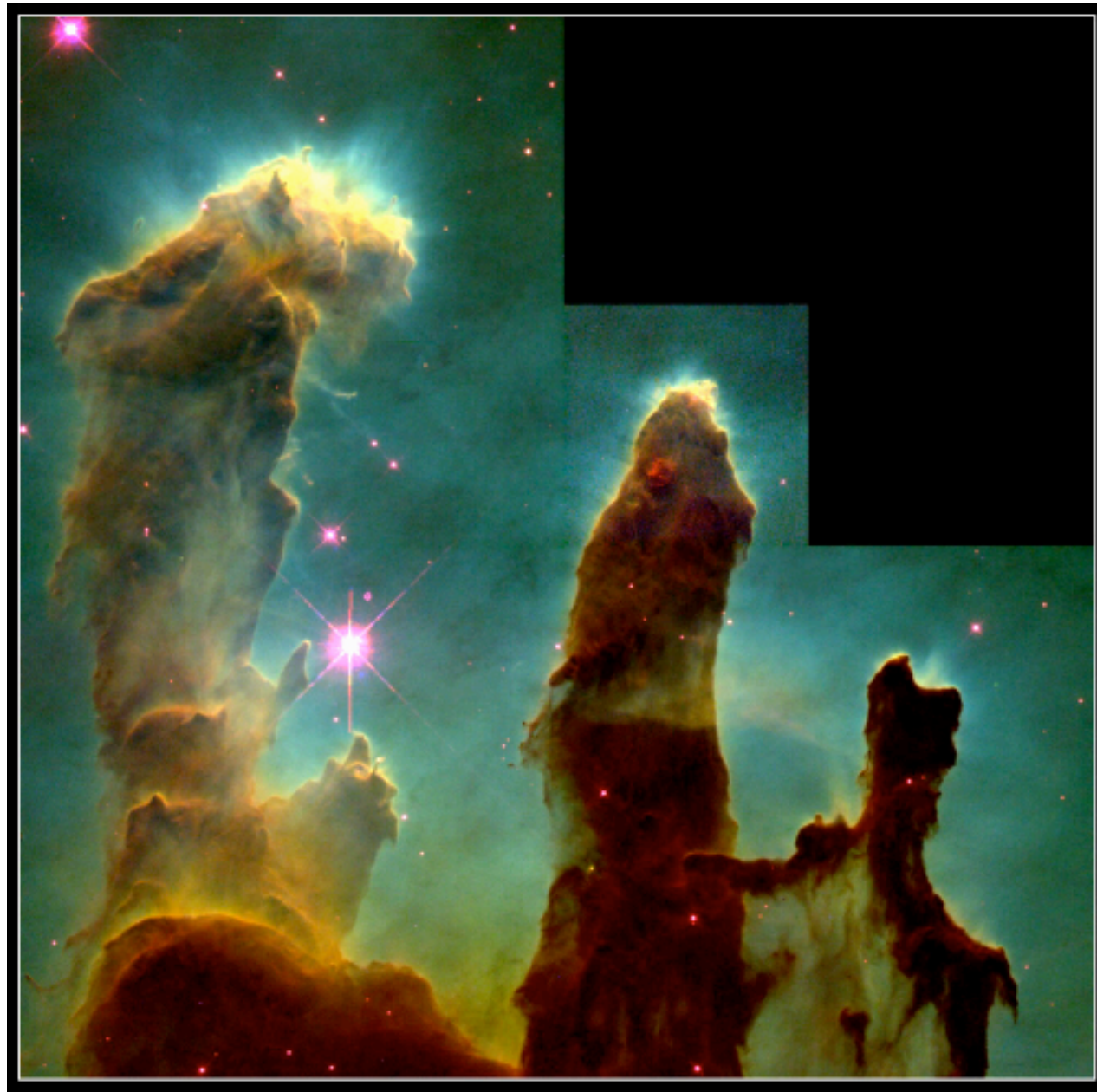


Protostellare Scheiben schatten die Photodissoziationsregion im Hintergrund ab. Jedes Bild ist 750 AU x 750 AU groß.

(Daten von Mark McCaughrean)

alles in einem Bild





HST Aufnahme

Pillars of God (im Adlernebel): Entstehung kleiner Gruppen junger Sterne in den ``Spitzen`` der Gas- und Staubsäulen....

-bereich
Aufnahme im
Infraroten.



(Andersen et al 2005)



IR Aufnahme mit dem ESO-VLT

Pillars of God (im Adlernebel): Entstehung kleiner Gruppen junger Sterne in den ``Spitzen`` der Gas- und Staubsäulen....

WIE?

Interstellare Materie: ISM

Häufigkeit bezogen auf 1.000.000 Wasserstoff-Atome

Element Ordnungszahl kosmische Häufigkeit

Wasserstoff	H	1	1.000.000
Deuterium	${}_1\text{H}^2$	1	16
Helium	He	2	68.000
Kohlenstoff	C	6	420
Stickstoff	N	7	90
Sauerstoff	O	8	700
Neon	Ne	10	100
Natrium	Na	11	2
Magnesium	Mg	12	40
Aluminium	Al	13	3
Silicium	Si	14	38
Schwefel	S	16	20
Calcium	Ca	20	2
Eisen	Fe	26	34
Nickel	Ni	28	2

Wasserstoff ist das häufigste Element (mehr als 90% aller Atome). Im Vergleich zur kosmischen Häufigkeit sind manche Elemente im ISM seltener, d.h. abgereichert. Ein Teil ihrer Atome befinden sich nicht mehr in der Gasphase, sondern in Staubteilchen.

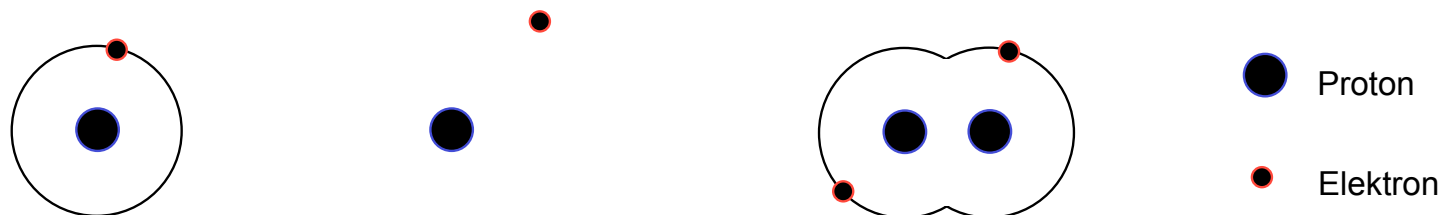
Phasen der ISM

Die Dominanz von Wasserstoff legt eine Klassifizierung der Regionen des ISM gemäß des Zustands von H nahe:

Ionisierter atomarer Wasserstoff HII (H^+)
Neutraler atomarer Wasserstoff HI (H)
Molekularer Wasserstoff H_2

Ionisation
Phasenübergang

Die jeweiligen Regionen bestehen nahezu zu 100% aus der entsprechenden Komponente, wobei, die Grenzgebiete zwischen HII, H und H_2 sehr dünn sind.



Phasen der ISM

Die Dominanz von Wasserstoff legt eine Klassifizierung der Regionen des ISM gemäß des Zustands von H nahe:

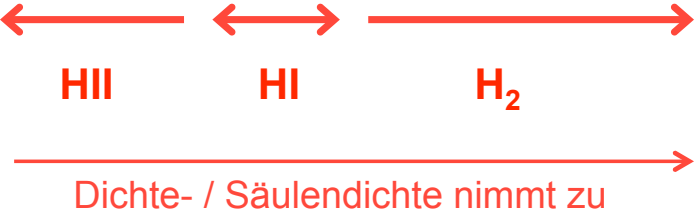
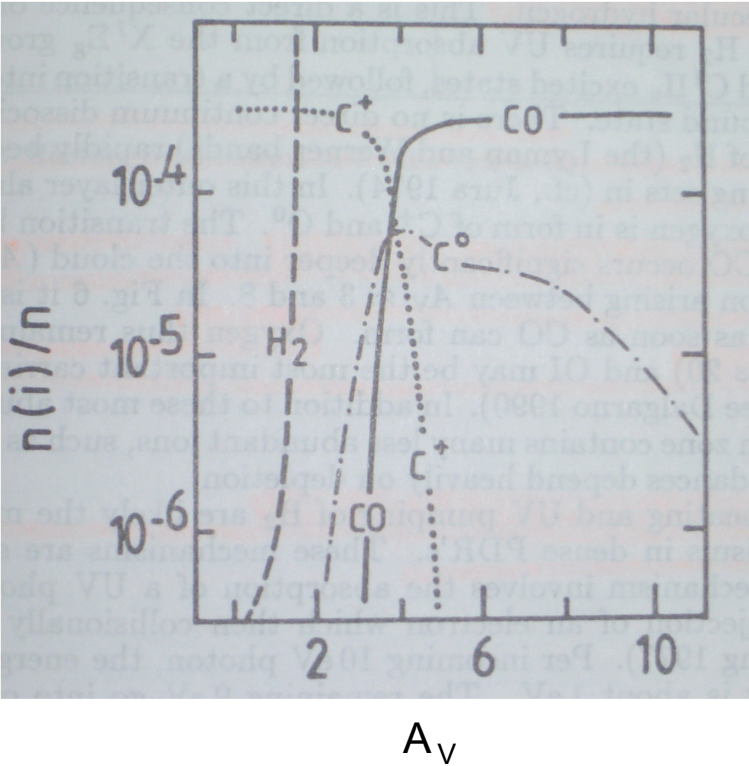
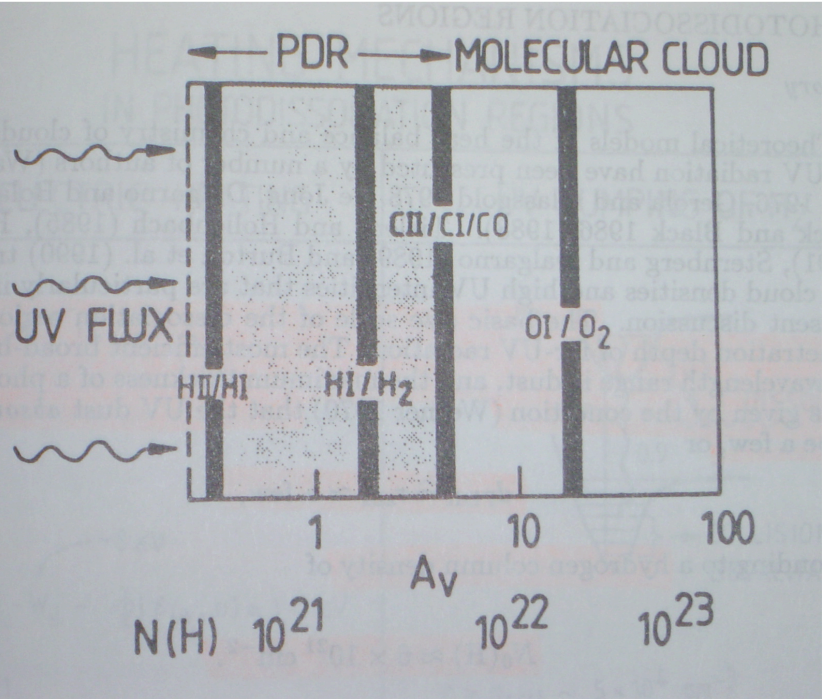
Ionisierter atomarer Wasserstoff HII (H^+)
Neutraler atomarer Wasserstoff HI (H)
Molekularer Wasserstoff H_2

 Ionisation
Phasenübergang

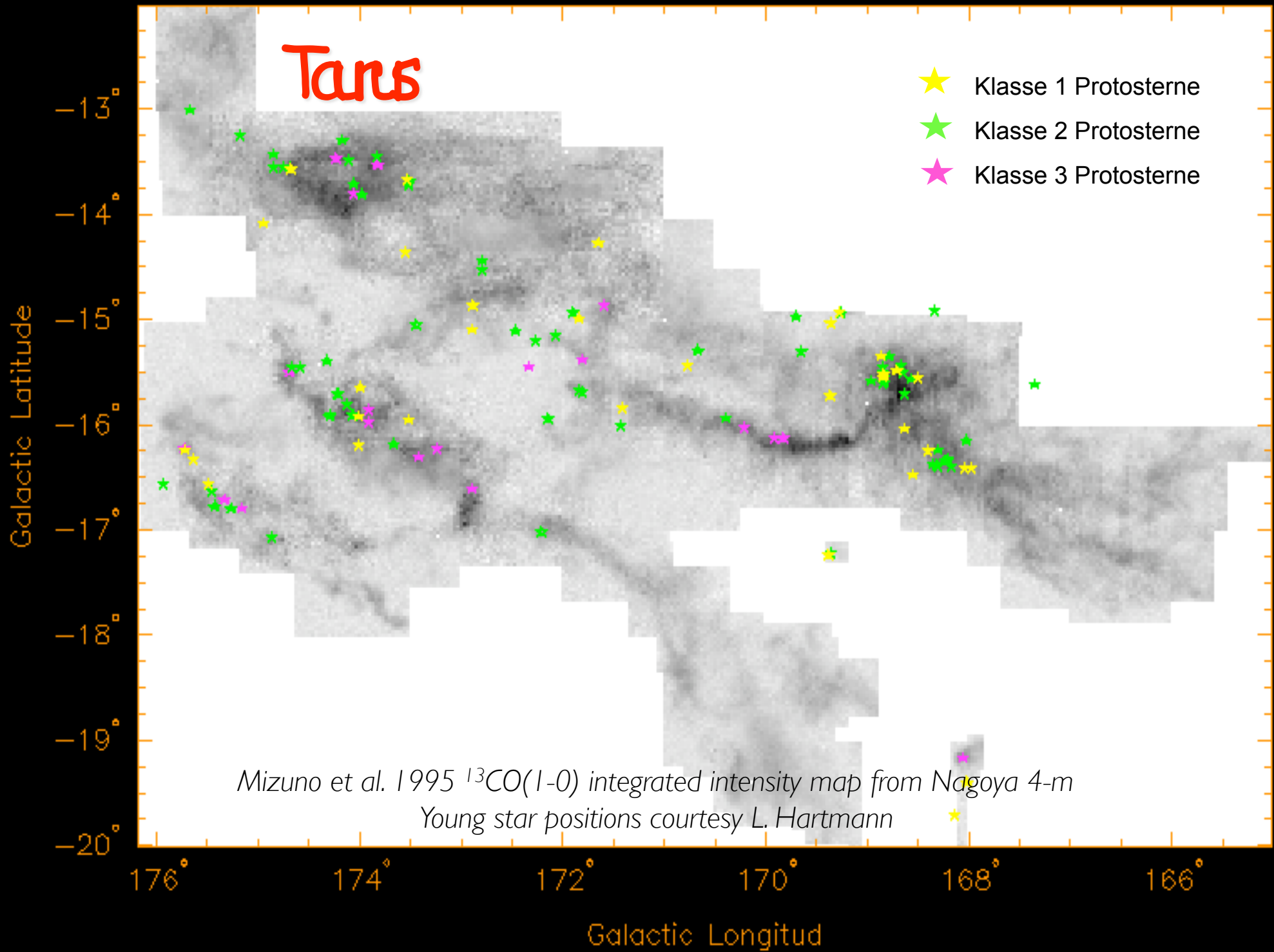
Die jeweiligen Regionen bestehen nahezu zu 100% aus der entsprechenden Komponente, wobei, die Grenzgebiete zwischen HII, H und H_2 sehr dünn sind.

Der größte Teil (ca. 80%) des ISM machen HI und HII-Gebiete niedriger Dichte aus. H_2 befindet sich in *Molekülwolken*, die oft von HII-Gebiete hoher Dichte begleitet werden. In der Milchstraße entstehen Sterne immer in Molekülwolken!

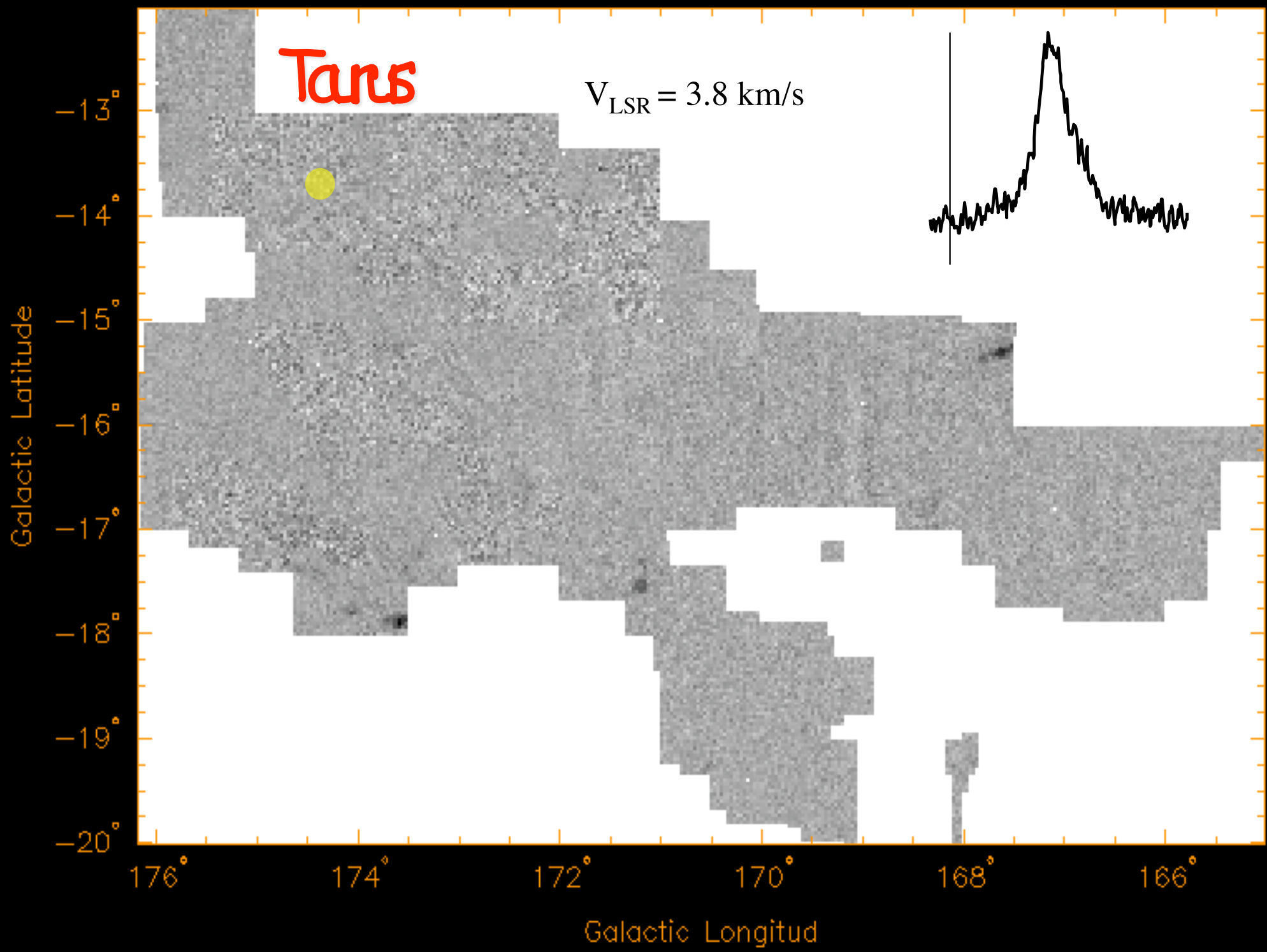
Phasen der ISM



A_V bezeichnet die Extinktion, dh. die Abschwächung der einfallenden Strahlung.



Mizuno et al. 1995 $^{13}\text{CO}(1-0)$ integrated intensity map from Nagoya 4-m
Young star positions courtesy L. Hartmann

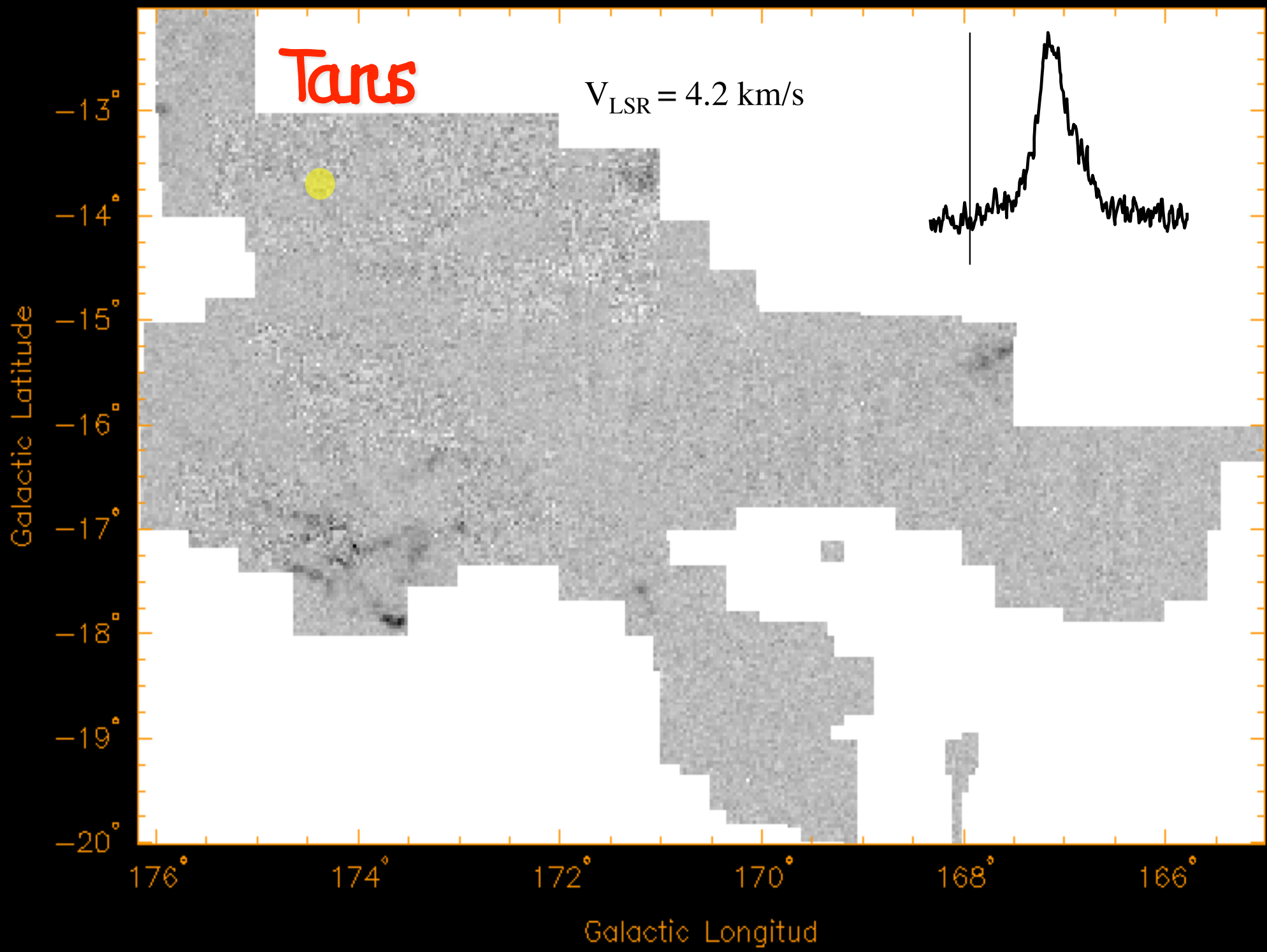


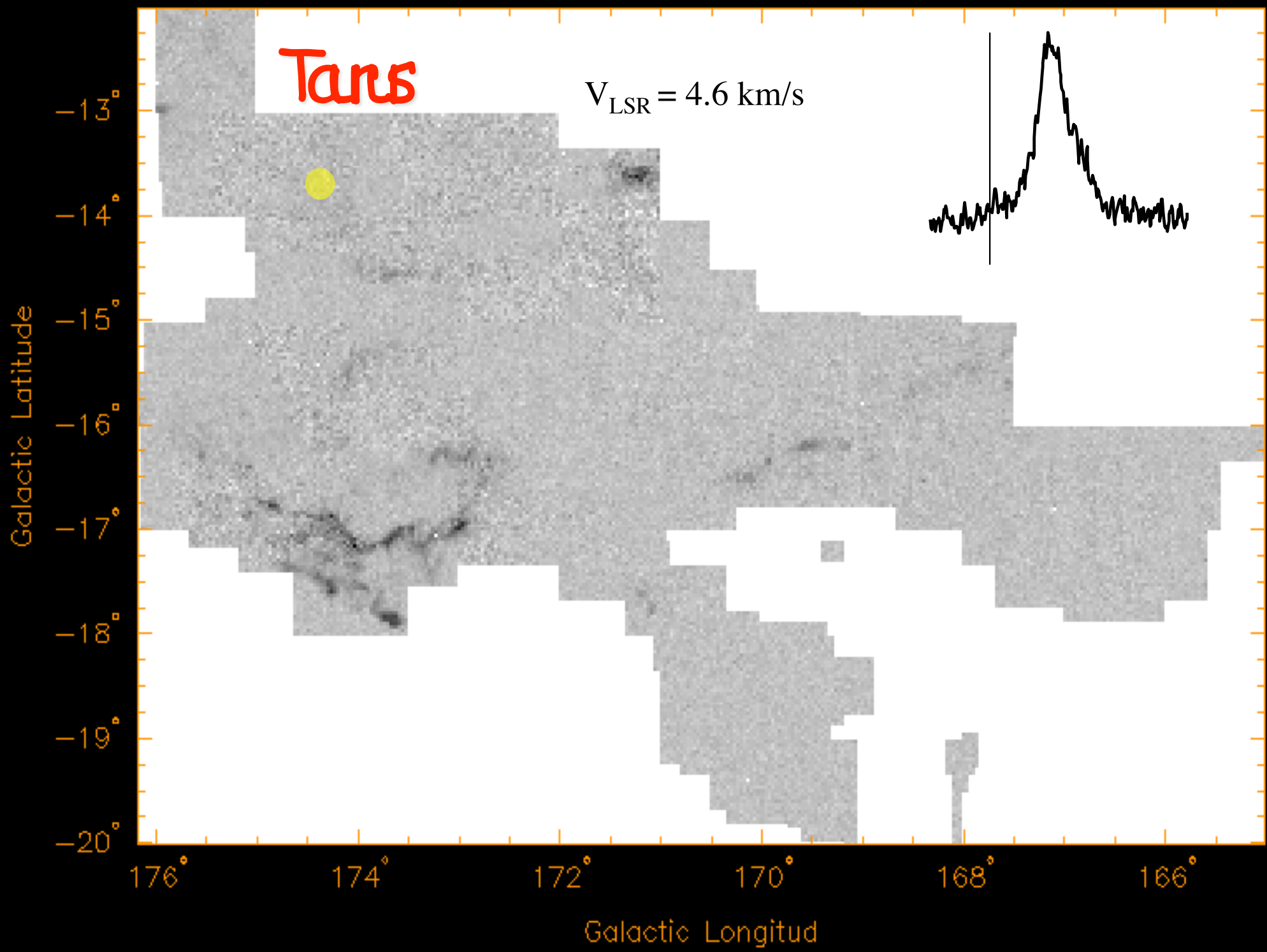
Taurus

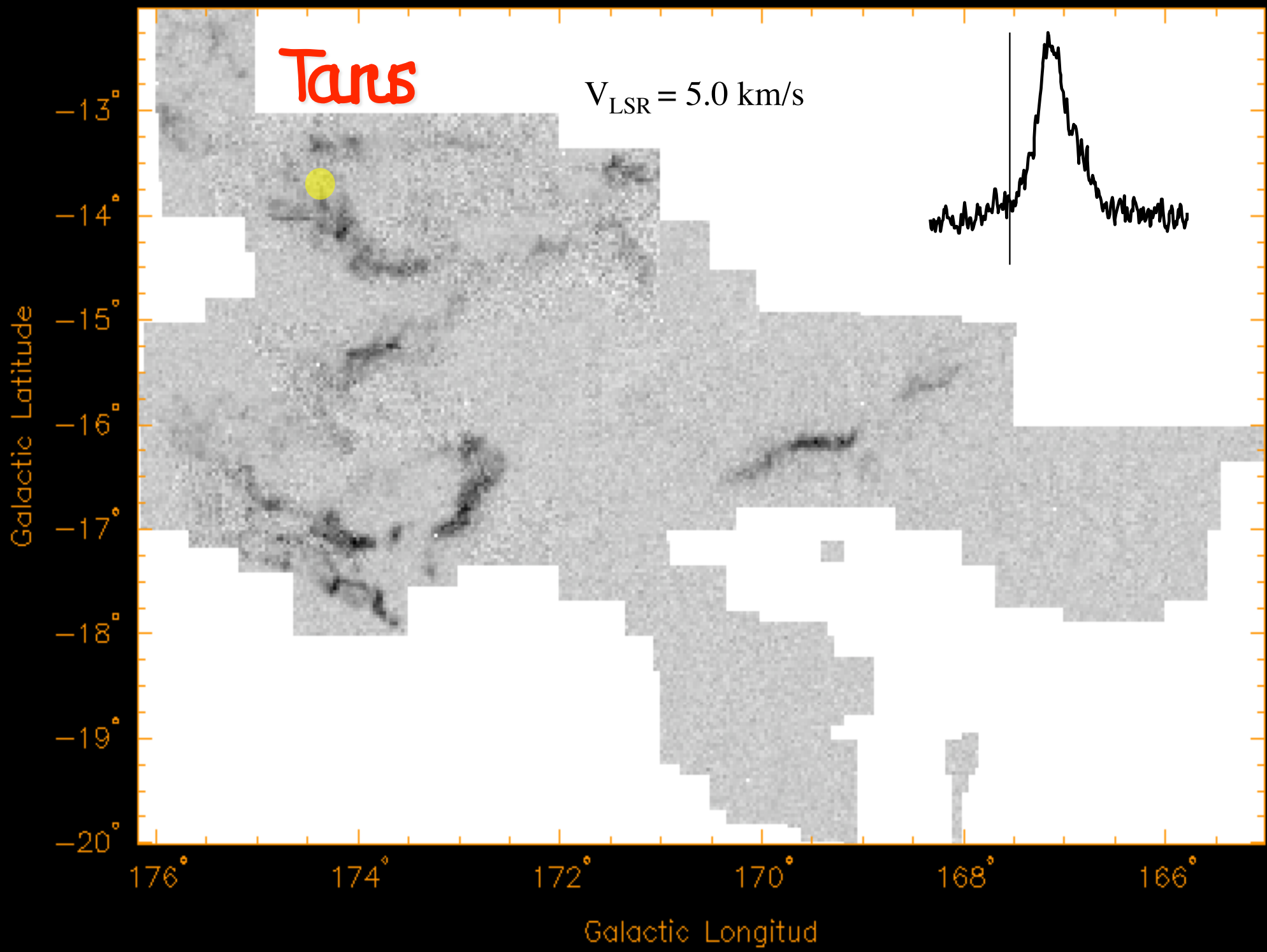
$V_{\text{LSR}} = 3.8 \text{ km/s}$

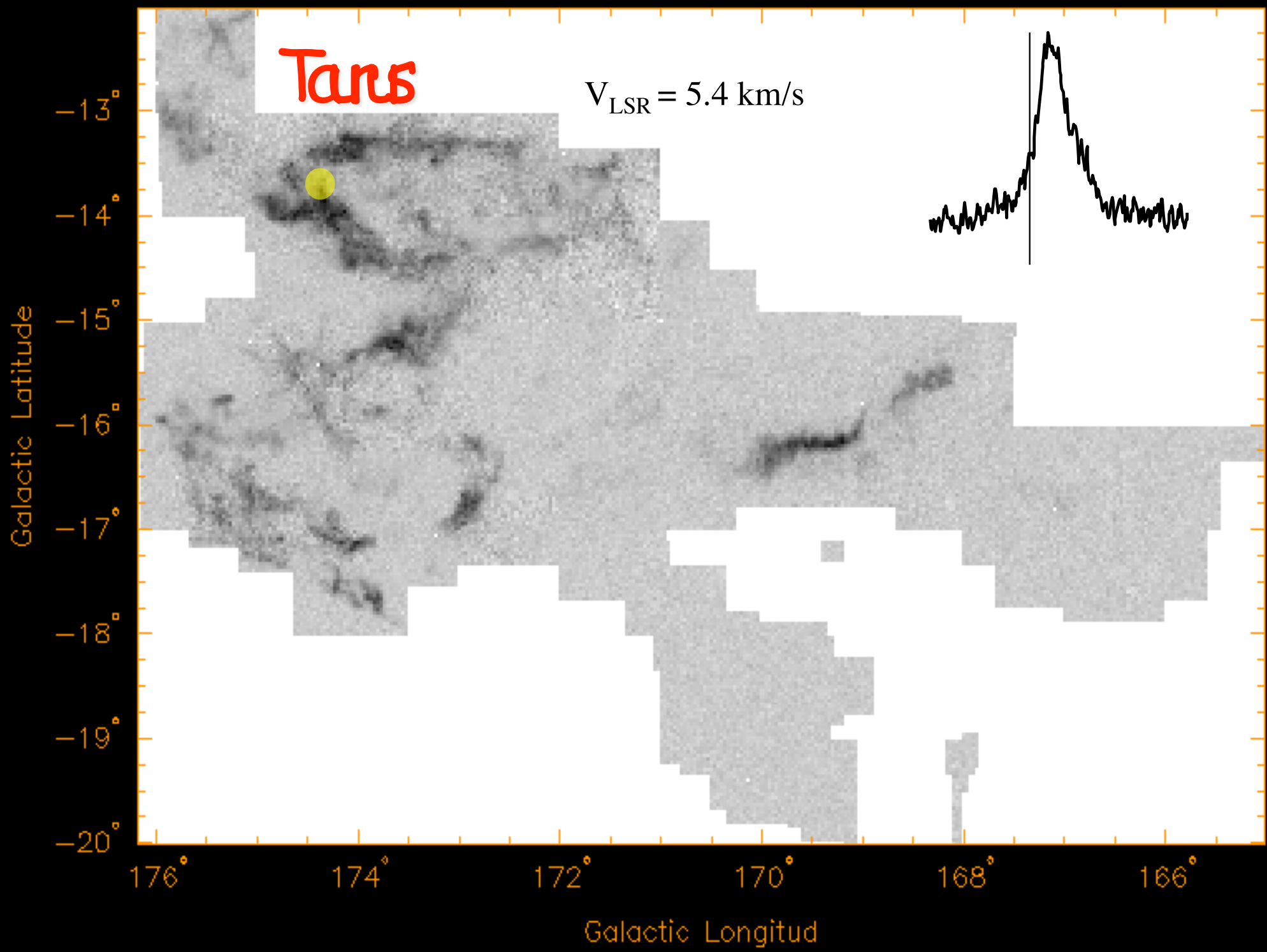
Galactic Latitude

Galactic Longitud







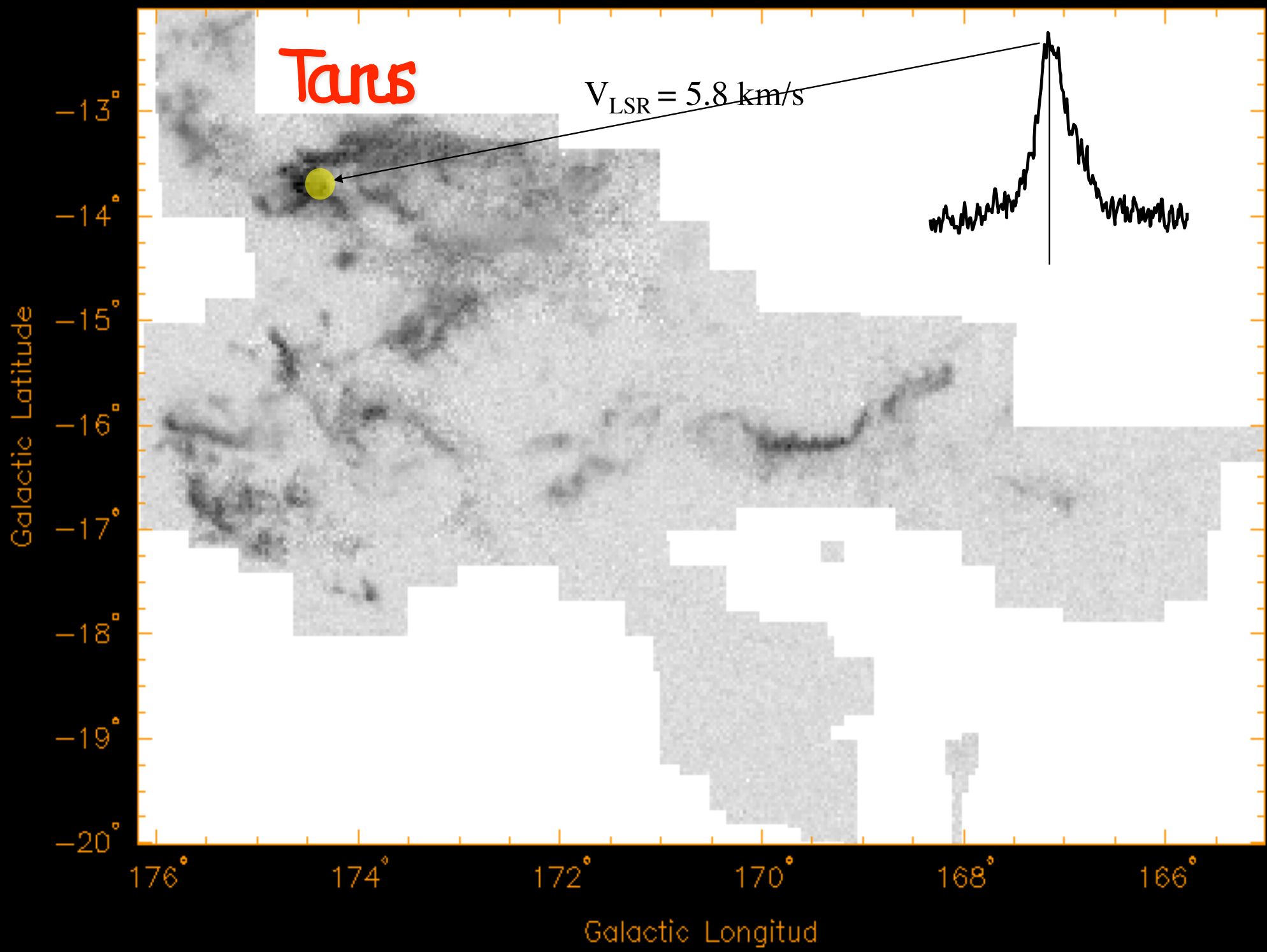


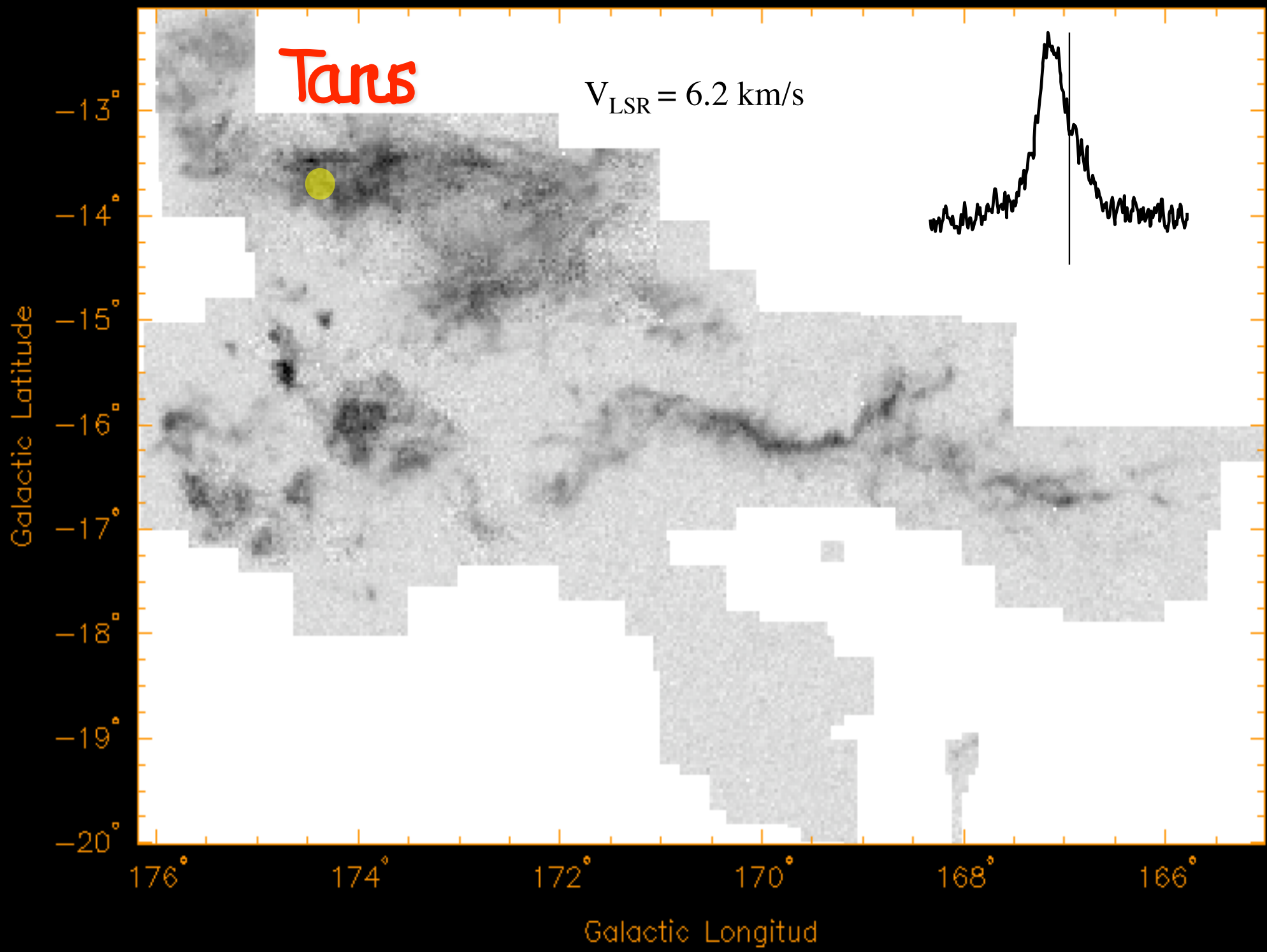
Taurus

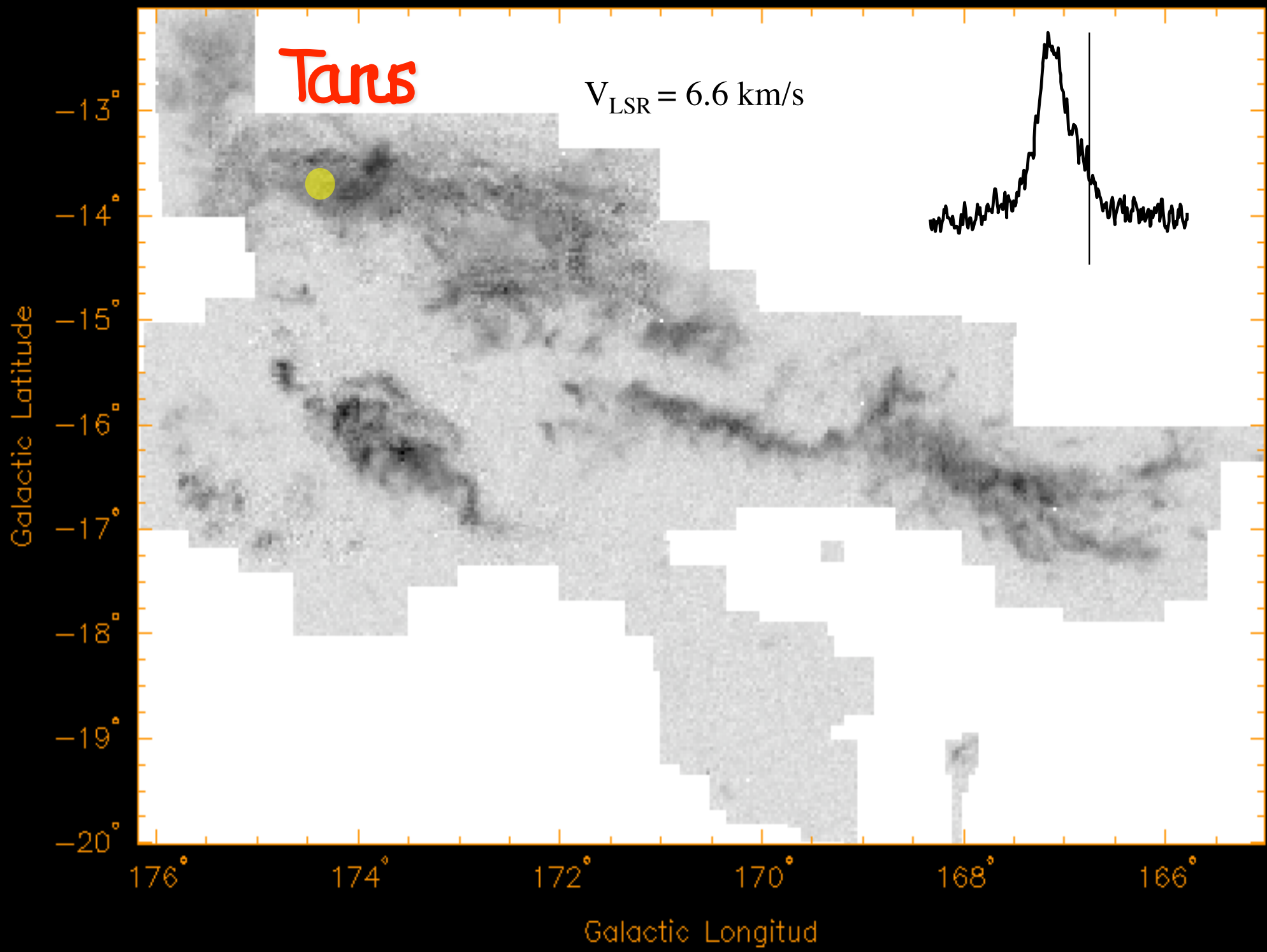
$V_{\text{LSR}} = 5.4 \text{ km/s}$

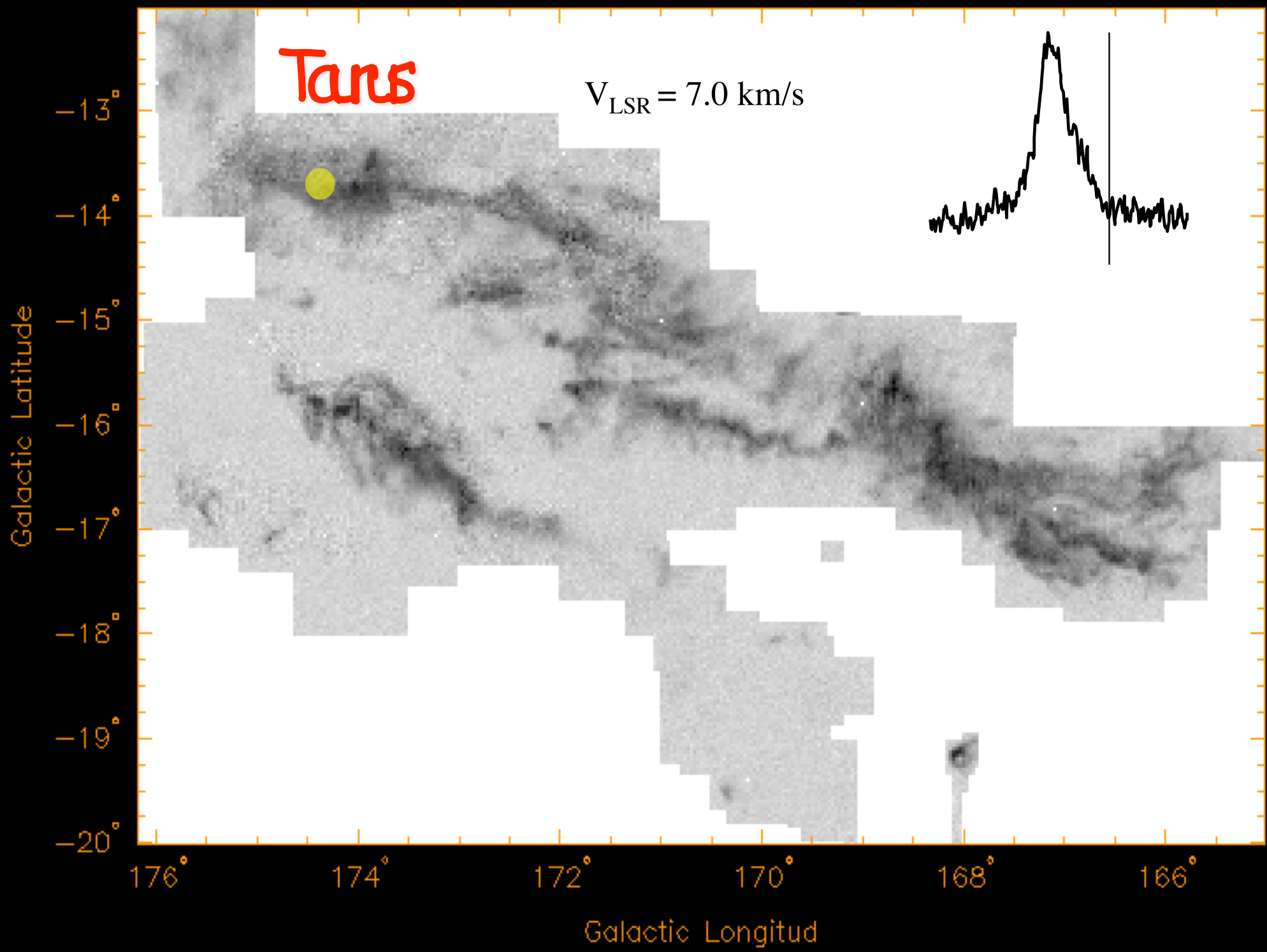
Galactic Latitude

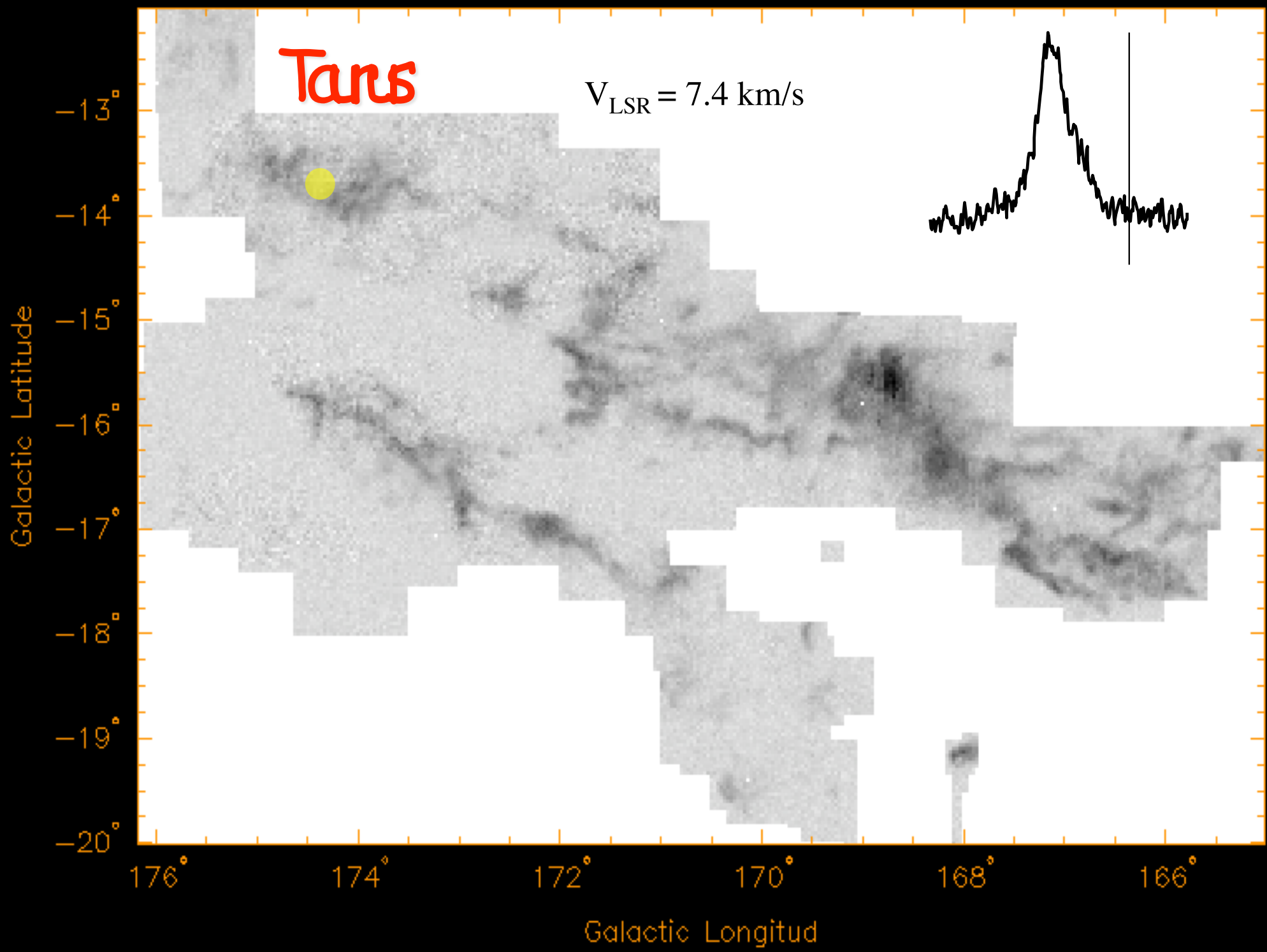
Galactic Longitud

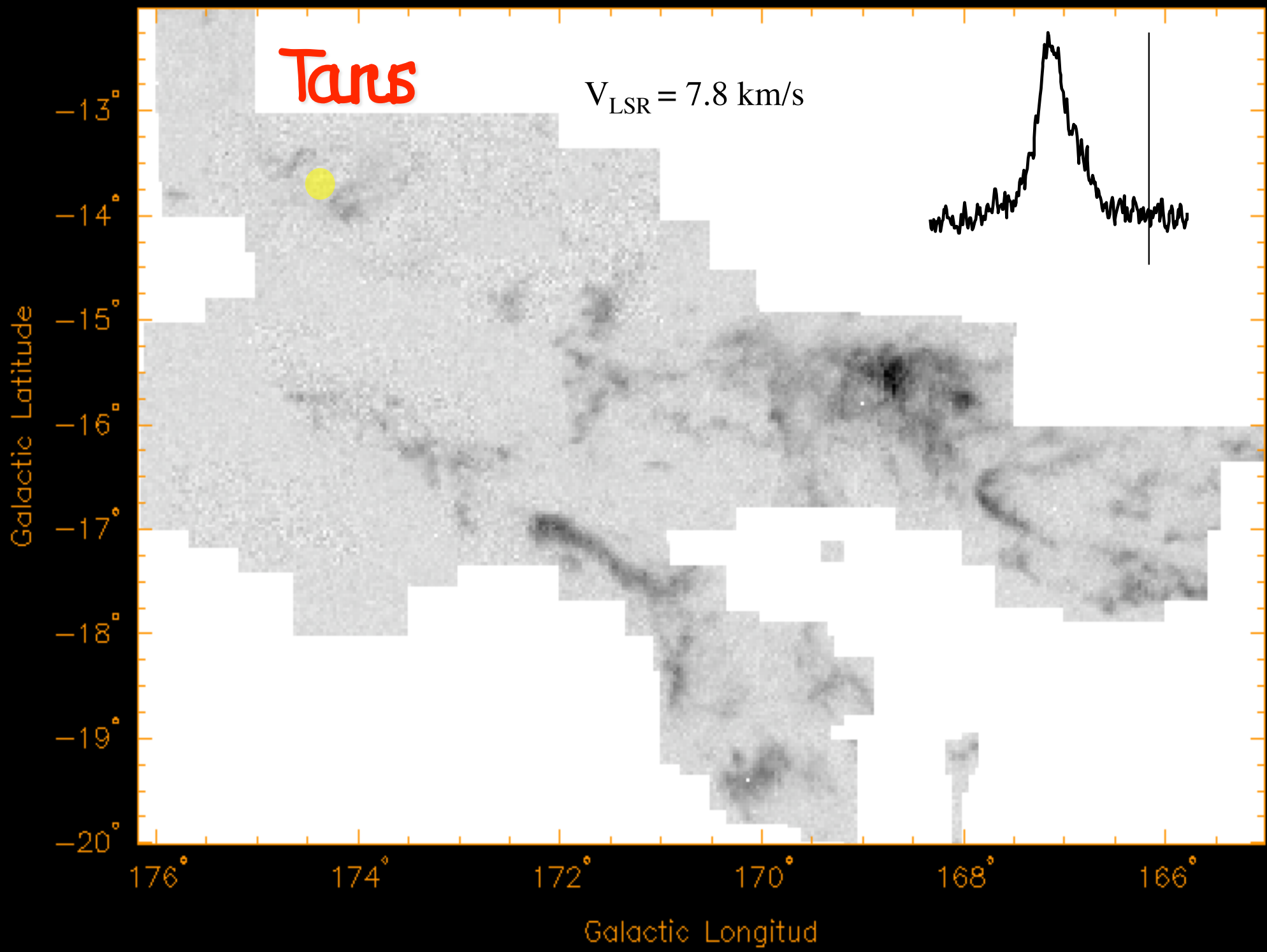


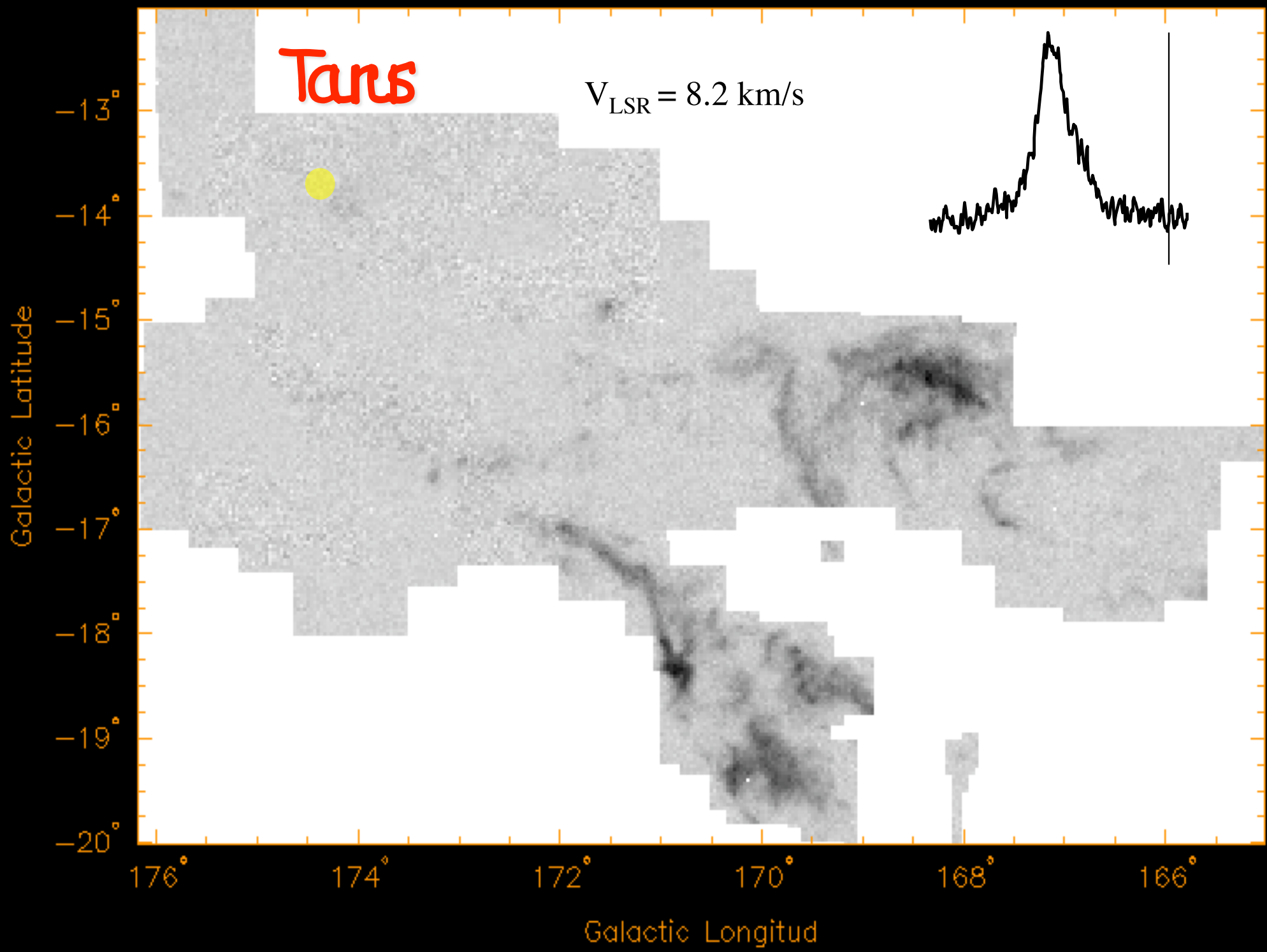


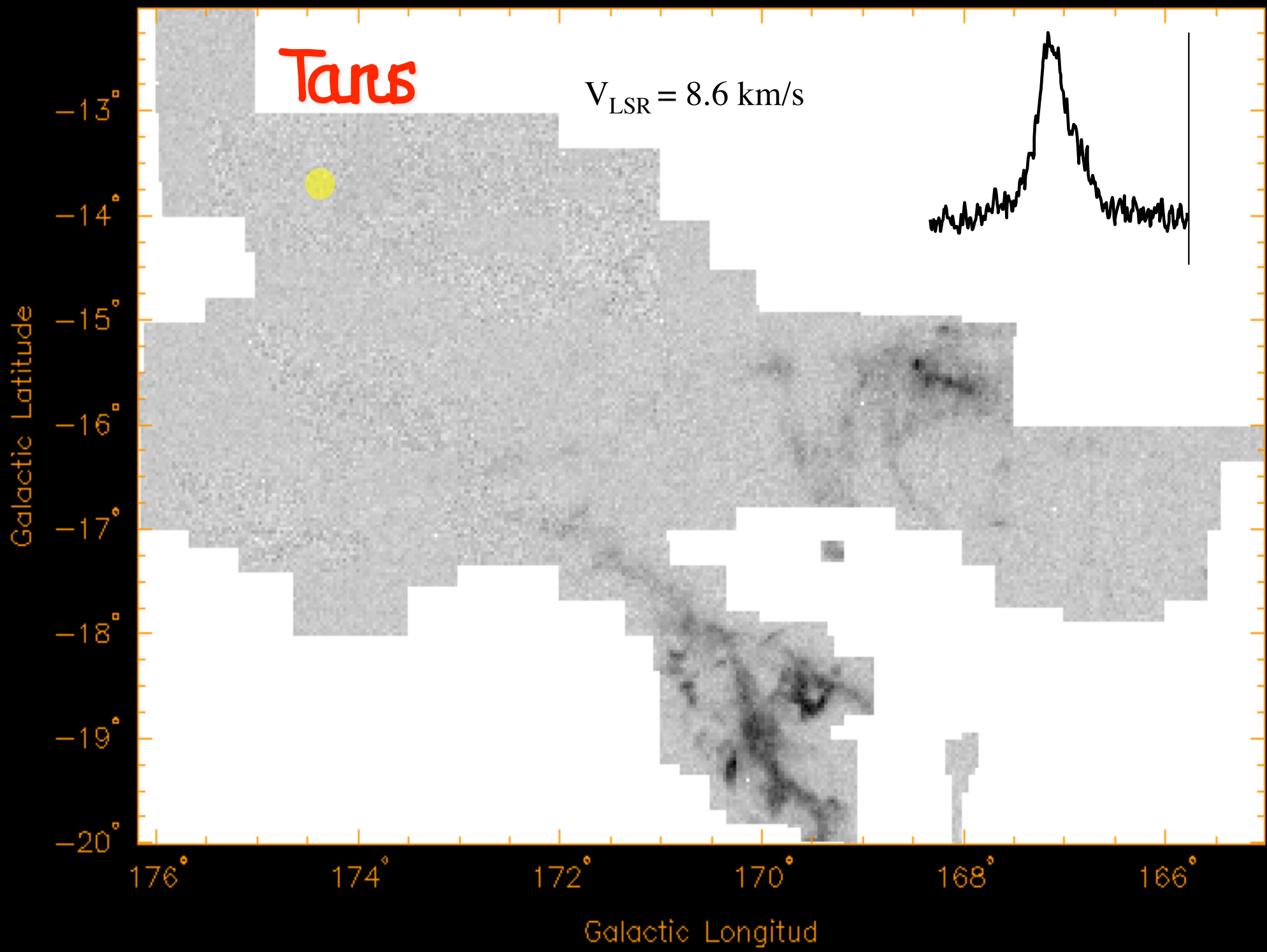




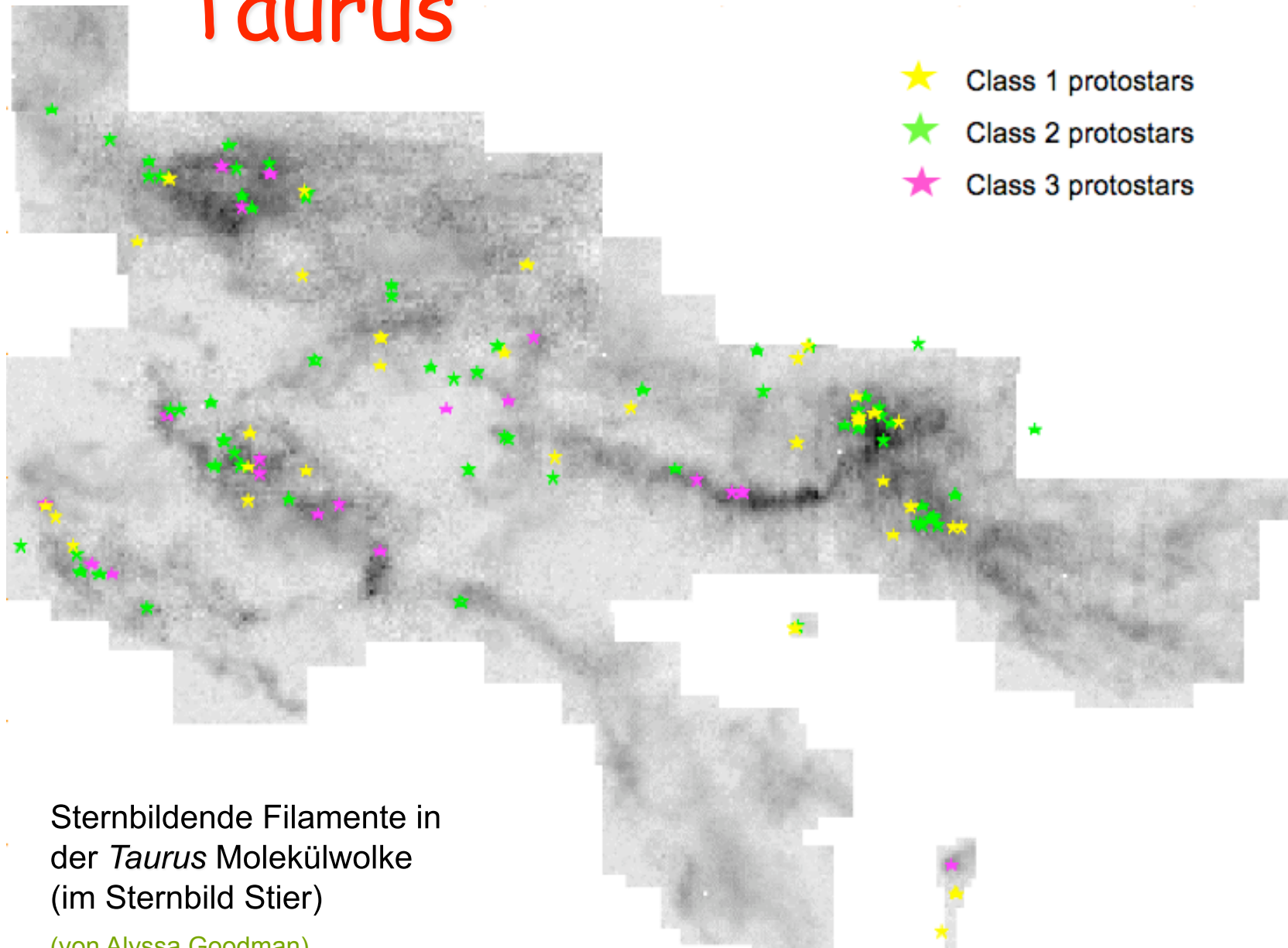






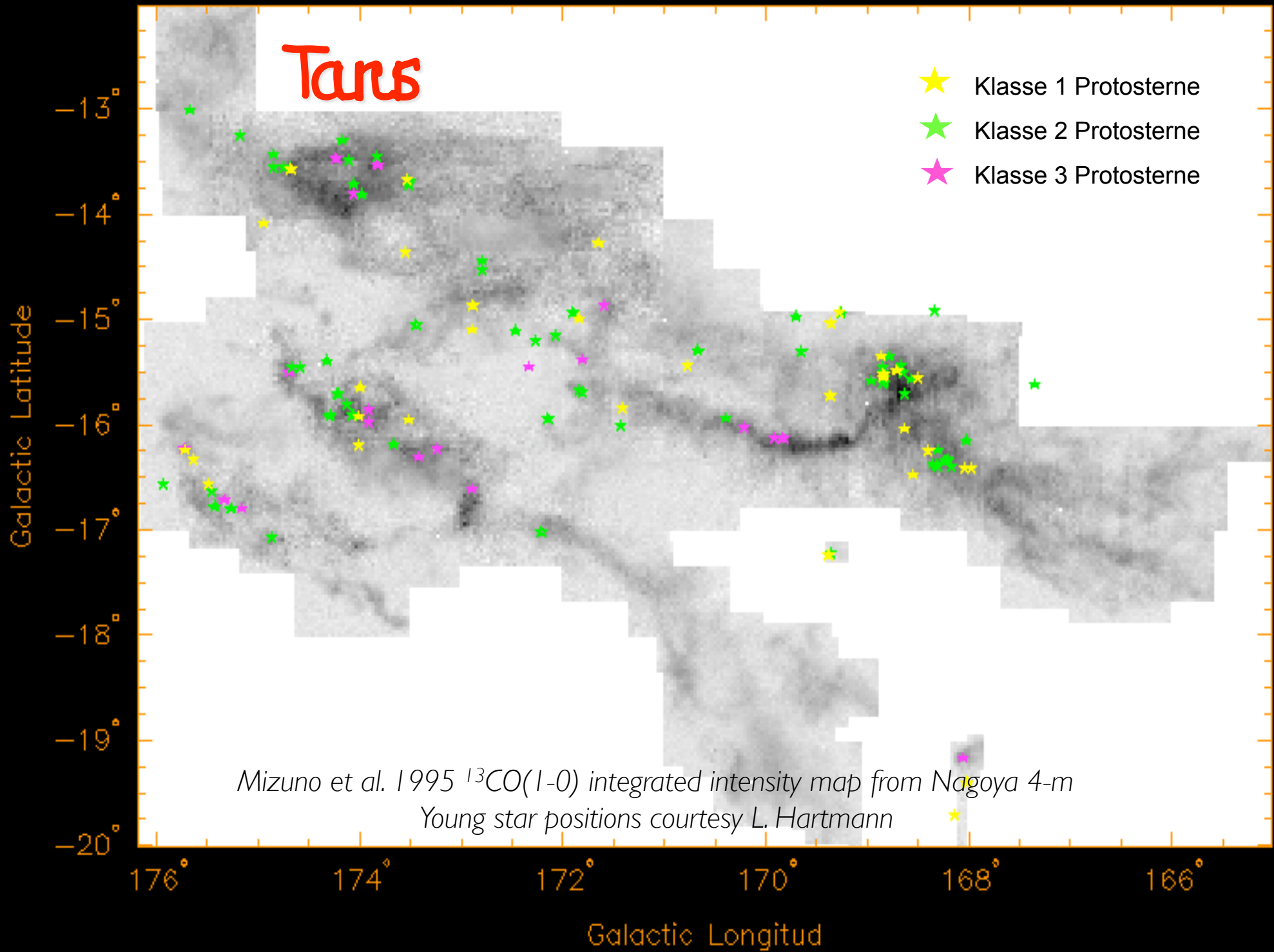


Taurus



Sternbildende Filamente in
der *Taurus* Molekülwolke
(im Sternbild Stier)

(von Alyssa Goodman)



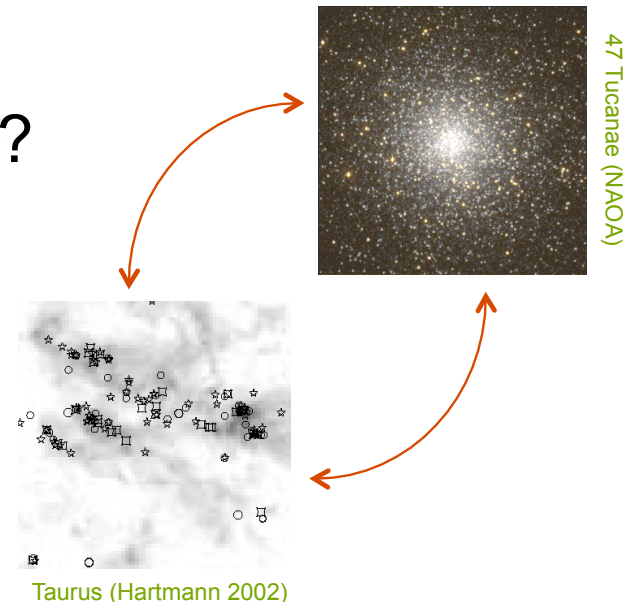
Mizuno et al. 1995 $^{13}\text{CO}(1-0)$ integrated intensity map from Nagoya 4-m
Young star positions courtesy L. Hartmann

WIE?

Sternentstehung

- *Wie* bilden sich Sterne?
- Was bestimmt *wo* und *wann* Sterne entstehen?
- Welche physikalische Prozesse *initiieren* und *regulieren* Sternentstehung und ihre *Effizienz*?
- Wie beeinflussen *globale* Eigenschaften der Galaxie die Sternentstehung auf *lokalen* Skalen, und umgekehrt?
- Gibt es verschiedene *Modi* der *SE*?
(*isolierte SE* ↔ *SE im Haufen*)

→ *Identifikation der relevanten physikalischen Prozesse!*



Gravoturbulente Sternentstehung

- These:

*Sternentstehung wird kontrolliert
durch das Wechselspiel von
Gravitation und
Überschallturbulenz!*

- Duale Rolle der Turbulenz:

- *Stabilität auf großen Skalen*
- *Initiiert Kollaps auf kleinen Skalen*

Im Detail...

Gravoturbulente Sternentstehung

- *Überschallturbulenz* in der galaktischen Scheibe produziert starke *Dichtefluktuationen* (in Schocks: $\delta\rho/\rho \propto M^2$)
 - chemischer Phasenübergang: atomar \rightarrow molekular
 - Kühlungsinstabilität
 - gravitative Instabilität
- Kalte *Molekülwolken* entstehen in Gebieten hoher Dichte
- *Turbulenz* erzeugt Dichtestruktur, *Gravitation* selektiert für Kollaps
—————→ **GRAVOTUBULENTE FRAGMENTATION**

- *Turbulente Kaskade*: Lokale Kompression *im Inneren* der Wolke führt zu Kollaps \rightarrow *Sterne* und *Sternhaufen*

Eigenschaften der Turbulenz

- Laminarer Fluss wird *turbulent* bei *großen* Reynolds Zahlen

$$\text{Re} = \frac{\text{Advektion}}{\text{Dissipation}} = \frac{VL}{\nu}$$

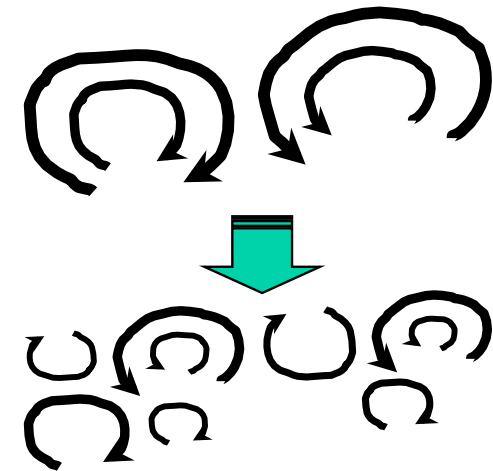
V = typical velocity on scale L , ν = viscosity, $\text{Re} > 1000$

- *vortex stretching* --> Turbulenz ist intrinsisch *anisotrop!*

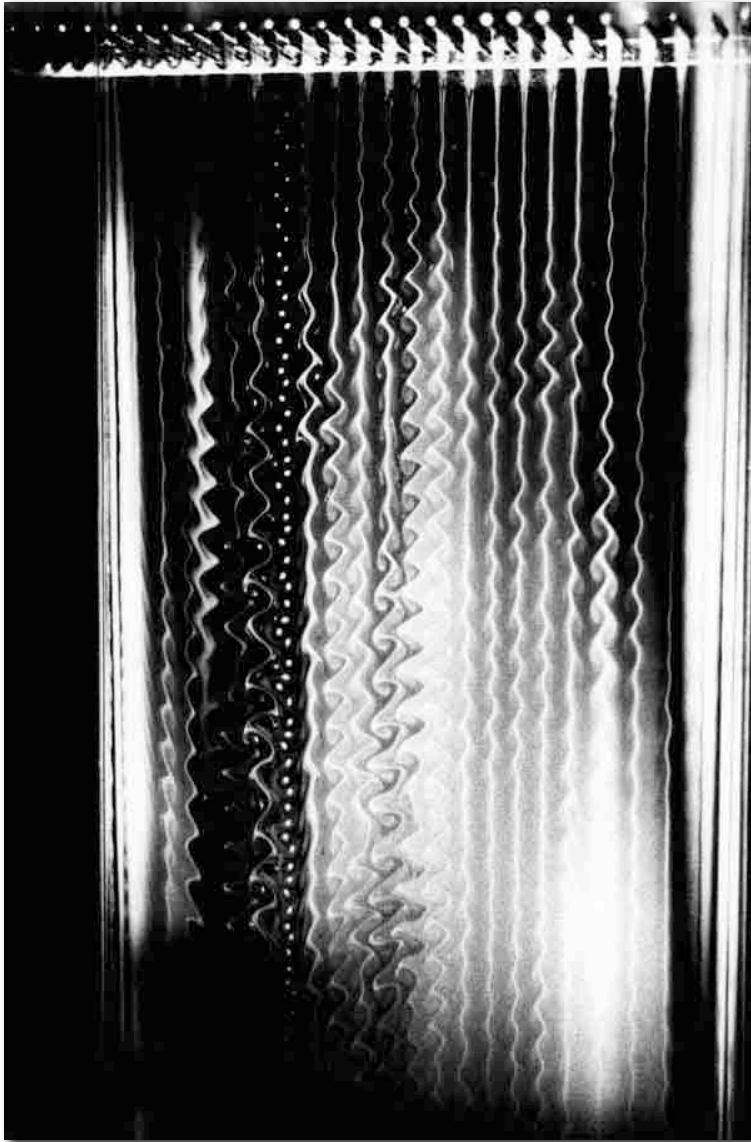
(nur auf großen Skalen kann Homogenität & Isotropie gelten, in statistischem Sinn;

z.B. Landau & Lifschitz, Chandrasekhar, Taylor, etc.)

(ISM Turbulenz: Stöße & B-Feld erzeugen weitere Inhomogenitäten)



Turbulenzbildung in 2D

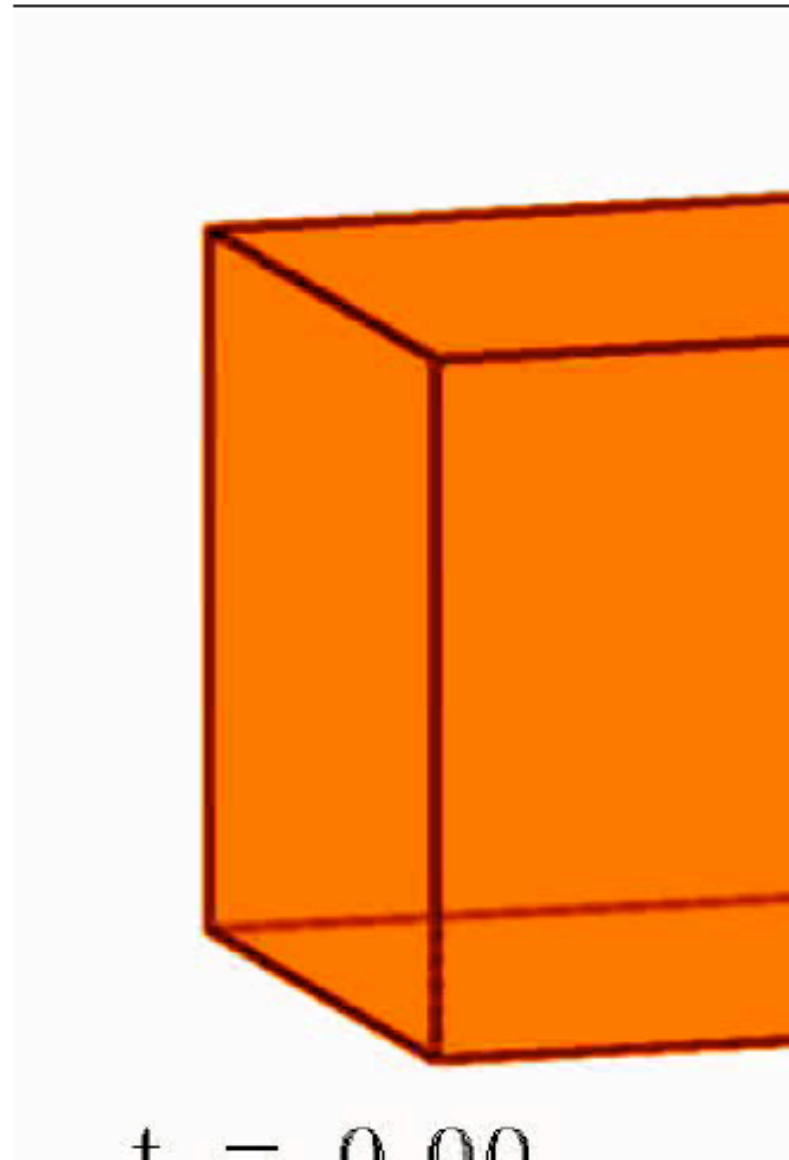


ansteigende Geschwindigkeit →

Turbulenzbildung in 2D



ansteigende Geschwindigkeit →

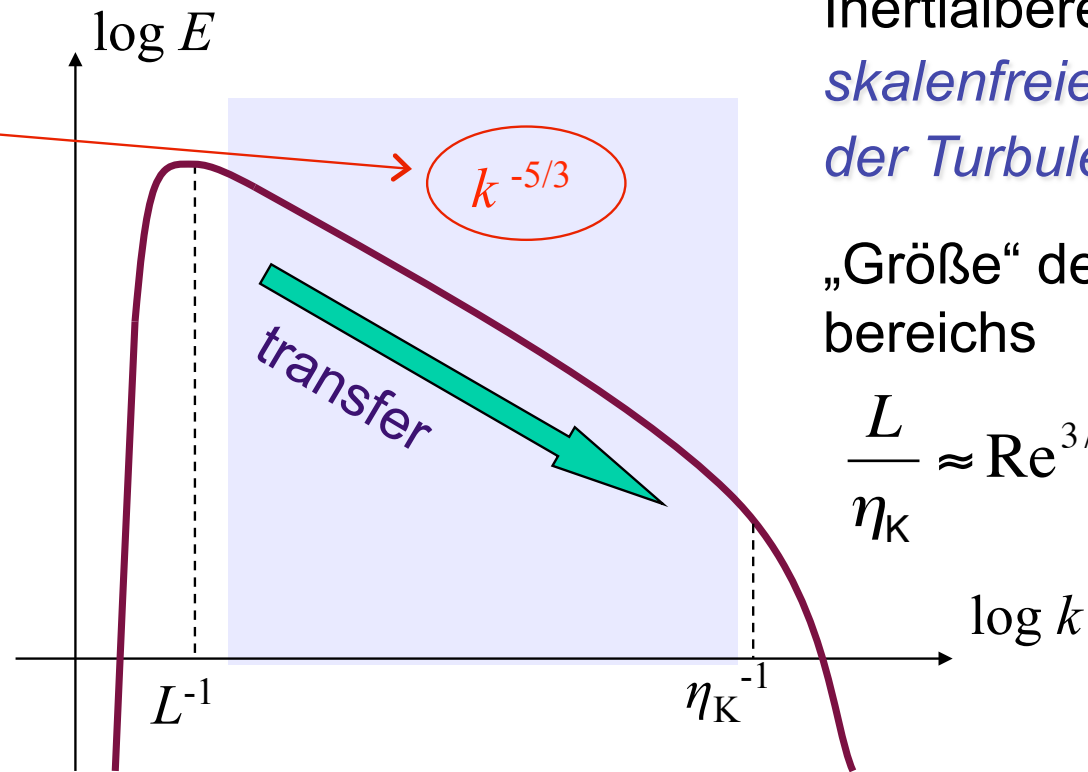


rein hydrodynamische Überschallströmung in 3D
(mit Eigengravitation bei $t \geq 4.00$)

(Klessen et al. 2000)

Turbulente Kaskade

Kolmogorov (1941) Theorie
der inkompressiblen Turbulenz



Inertialbereich:
*skalenfreies Verhalten
der Turbulenz*

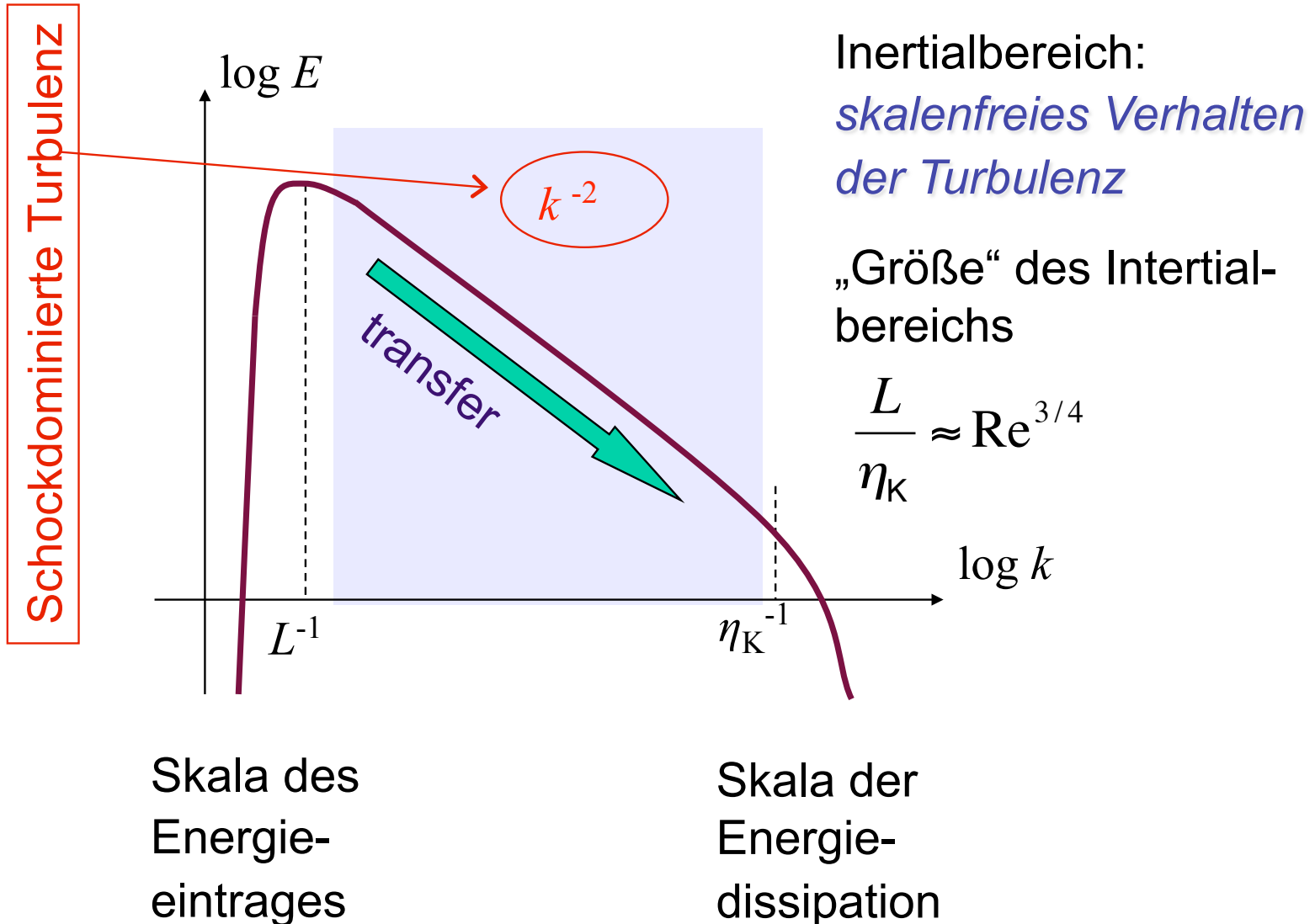
„Größe“ des Inertial-
bereichs

$$\frac{L}{\eta_K} \approx \text{Re}^{3/4}$$

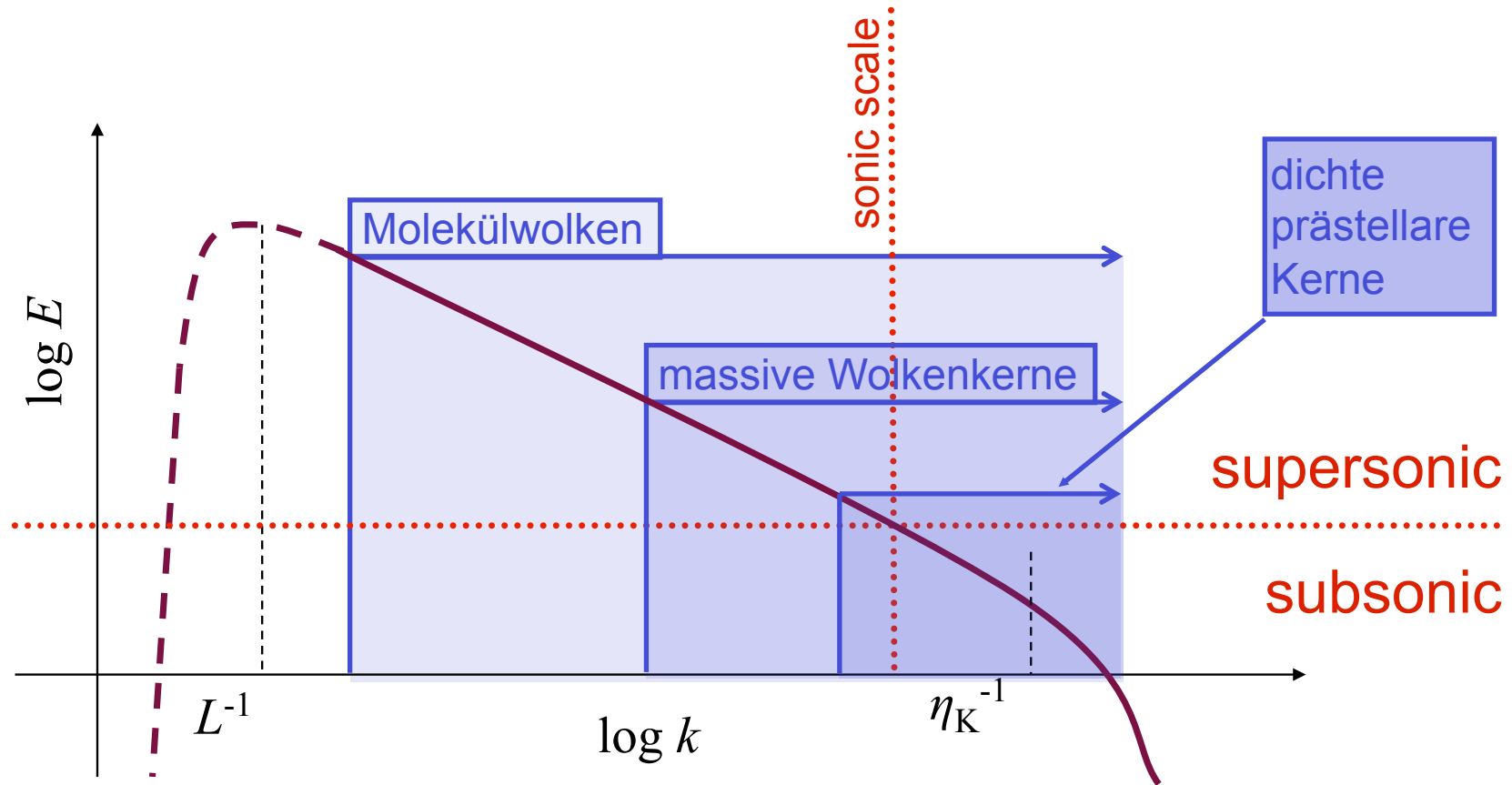
Skala des
Energie-
eintrages

Skala der
Energie-
dissipation

Turbulente Kaskade



Turbulente Kaskade in der ISM



Energiequelle & -skala
ist UNBEKANNT
(Supernovae, Winde,
Dichtewellen ?)

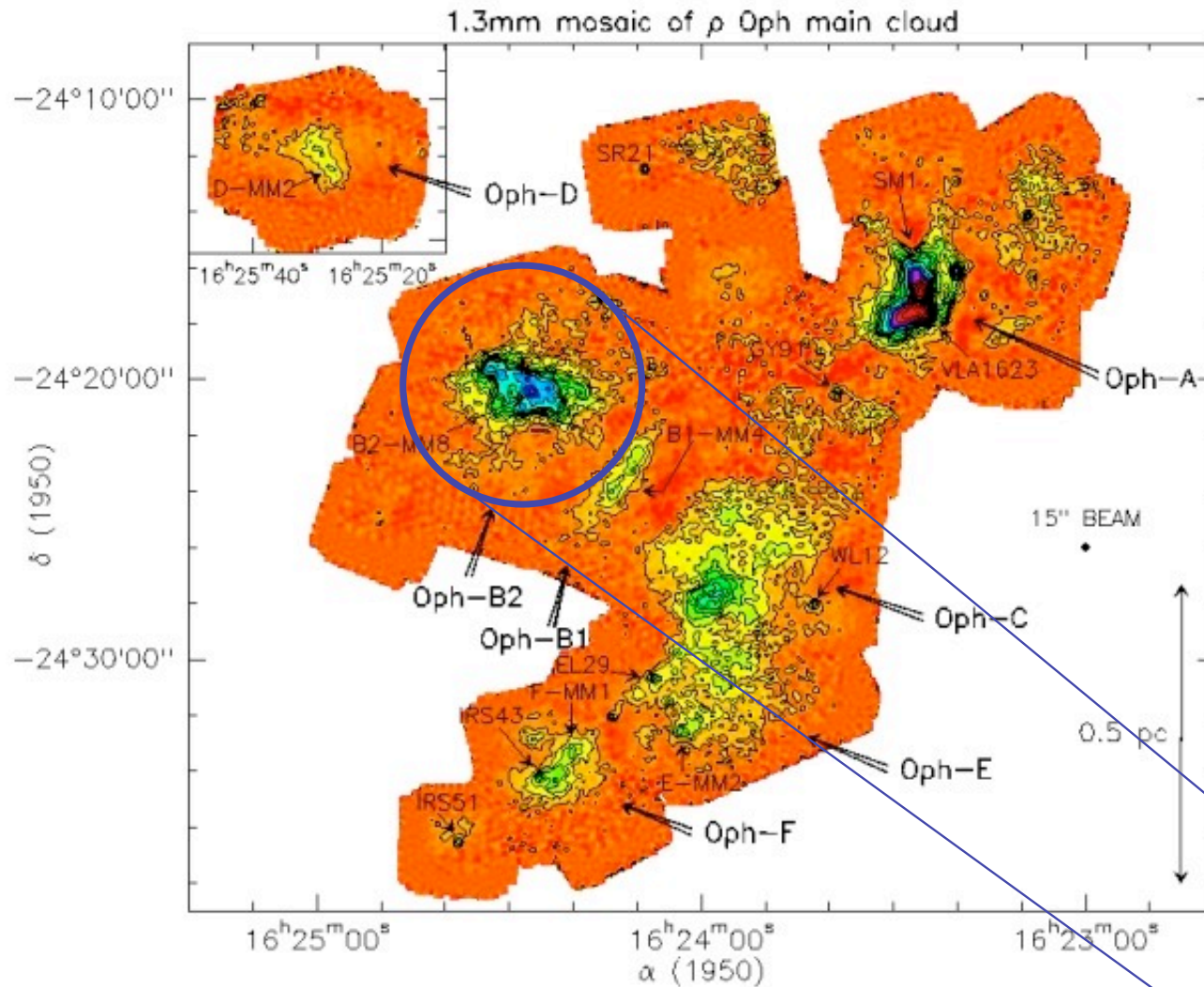
$$\sigma_{\text{rms}} \ll 1 \text{ km/s}$$

$$M_{\text{rms}} \leq 1$$

$$L \approx 0.1 \text{ pc}$$

Dissipationsskala auch
unbekannt (ambipolare
Diffusion, molekulare
Diffusion?)

Dichtestruktur von MW



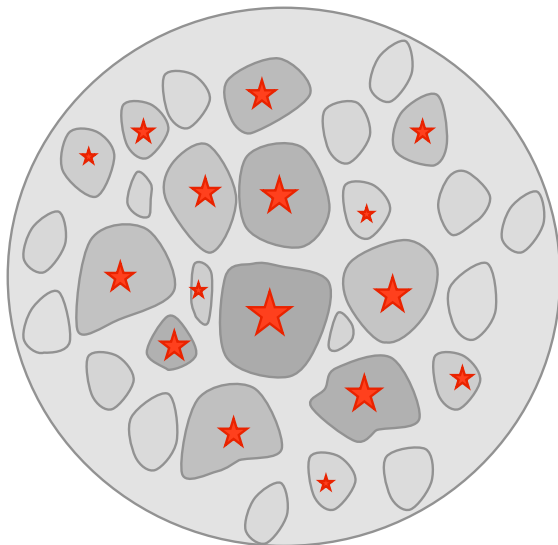
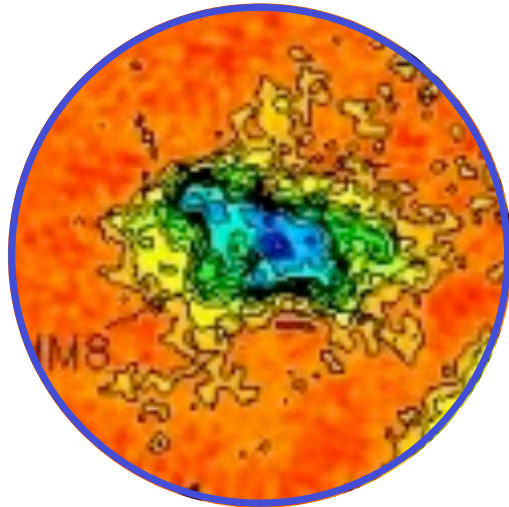
(Motte, André, & Neri 1998)

Molekülwolken sind hochgradig inhomogen.

Sterne bilden sich in den dichtesten und kältesten Teilen der Wolke.

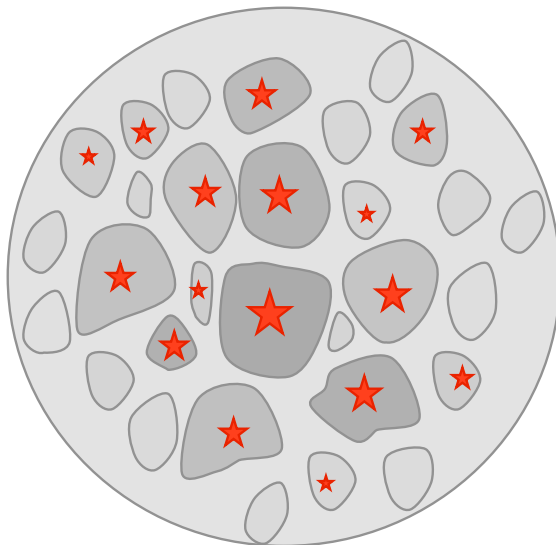
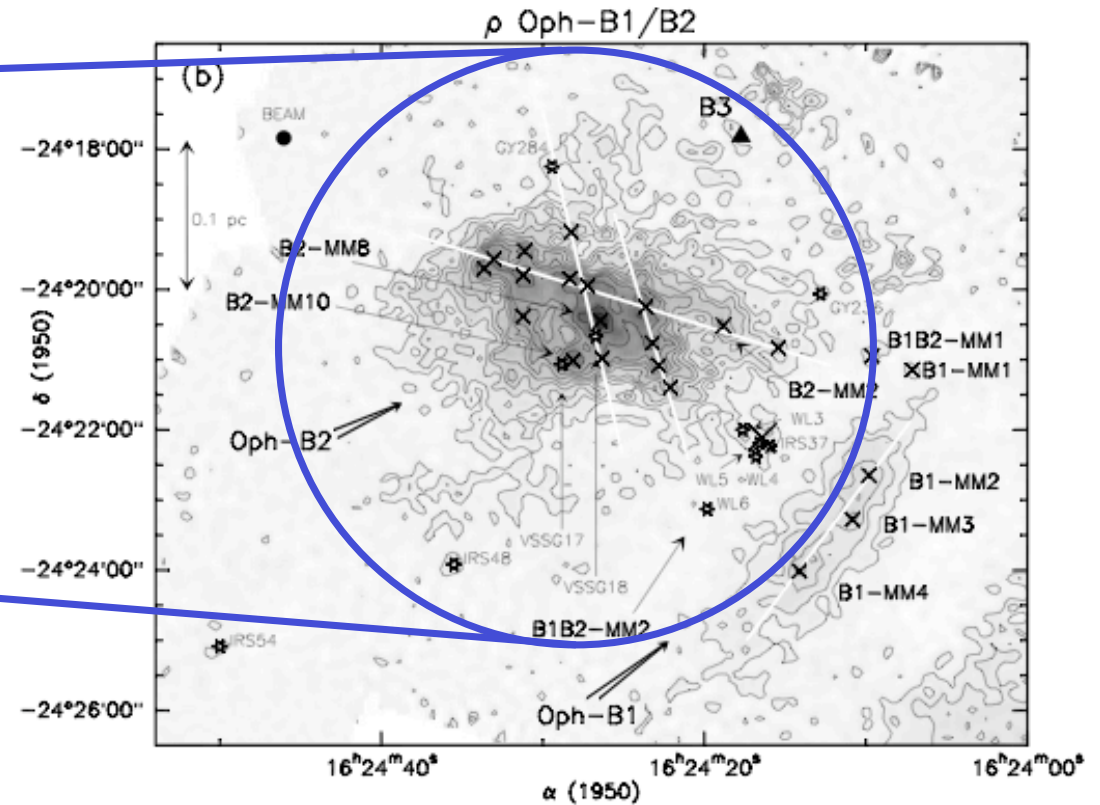
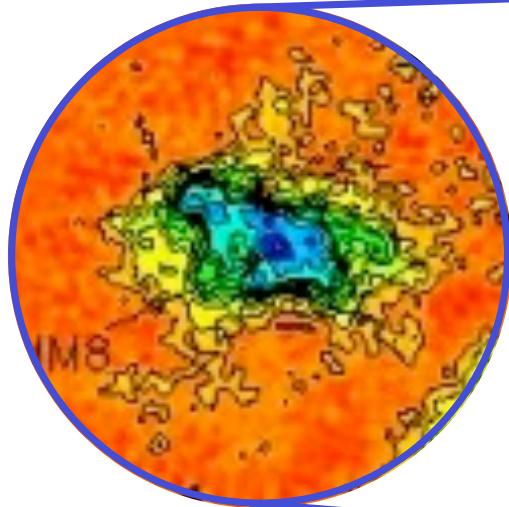
ρ -Ophiuchus in Staubemission

Entwicklung von Wolkenkernen



- *FRAGE:*
Bildet sich ein einzelner massereicher Stern, oder ein Sternhaufen mit massearmen Sternen?
- Turbulente Kaskade „geht durch“
Wolkenkern
--> KEINE *Skalenseparation* möglich
--> KEINE *effektive Schallgeschwindigkeit*
- Turbulenz ist überschallschnell!
--> Erzeugt große Dichtekontraste:
 $\delta\rho/\rho \approx M^2$
--> mit typischerweise $M \approx 10$ --> $\delta\rho/\rho \approx 100!$
- Viele schock-induzierte Dichtefluktuationen sind gravitativ instabil und kollabieren.
- --> Vorhersage: *Kern fragmentiert und bildet Sternhaufen.*

Entwicklung von Wolkenkernen

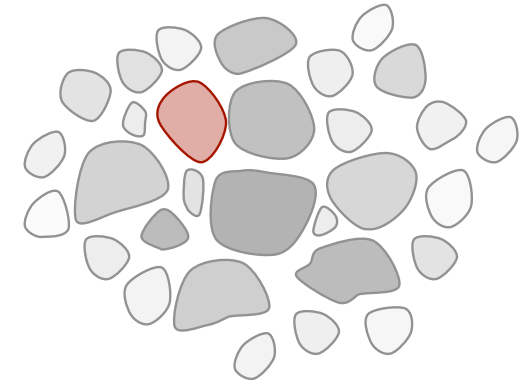
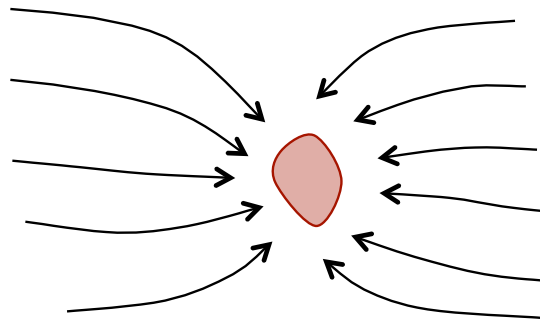


Beispiel ρ -Oph B1/B2: Kern enthält mehrere protostellare Objekte

(“starless” cores are denoted by \times , cores with embedded protostars by \star)

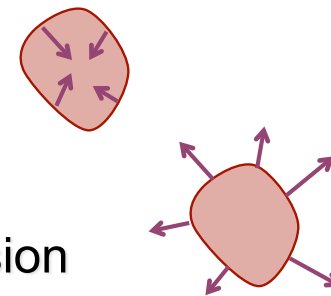
Entwicklung von Wolkenkernen

- Protostellare Wolkenkerne bilden sich an *Stagnationspunkten* in *konvergenten turbulenten Strömungen*



- wenn $M > M_{\text{crit}} \propto \rho^{-1/2} T^{3/2}$: Kollaps & Sternbildung
- wenn $M < M_{\text{crit}} \propto \rho^{-1/2} T^{3/2}$: Reexpansion nach dem Ende der externen Kompression

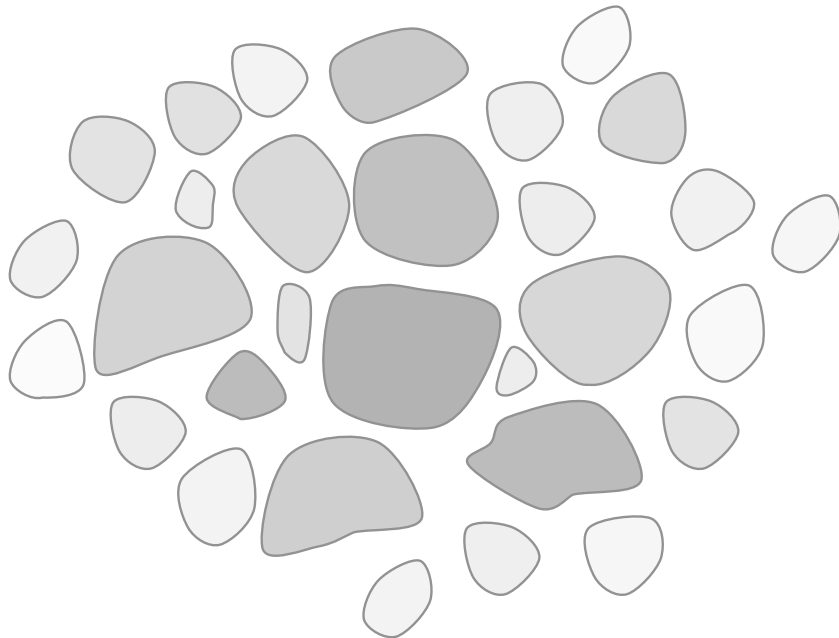
(e.g. Vazquez-Semadeni et al 2005)



- typische Zeitskalen: $t \approx 10^4 \dots 10^5$ Jahre

Entwicklung von Wolkenkernen

Was passiert bei mehreren
(wechselwirkenden) Kernen?



Zwei Extremfälle:

(1) **Turbulenz dominiert Energiebudget:**

$$\alpha = E_{\text{kin}} / |E_{\text{pot}}| > 1$$

--> keine Wechselwirkung der
Kerne

untereinander

--> *Stellarer Massenzuwachs*

bestimmt durch *isolierten Kollaps*

--> *loser Haufen massearmer
Sterne*

(2) **Turbulenz zerfällt, dh. Gravitation**

dominiert: $\alpha = E_{\text{kin}} / |E_{\text{pot}}| < 1$

--> *globale Kontraktion*

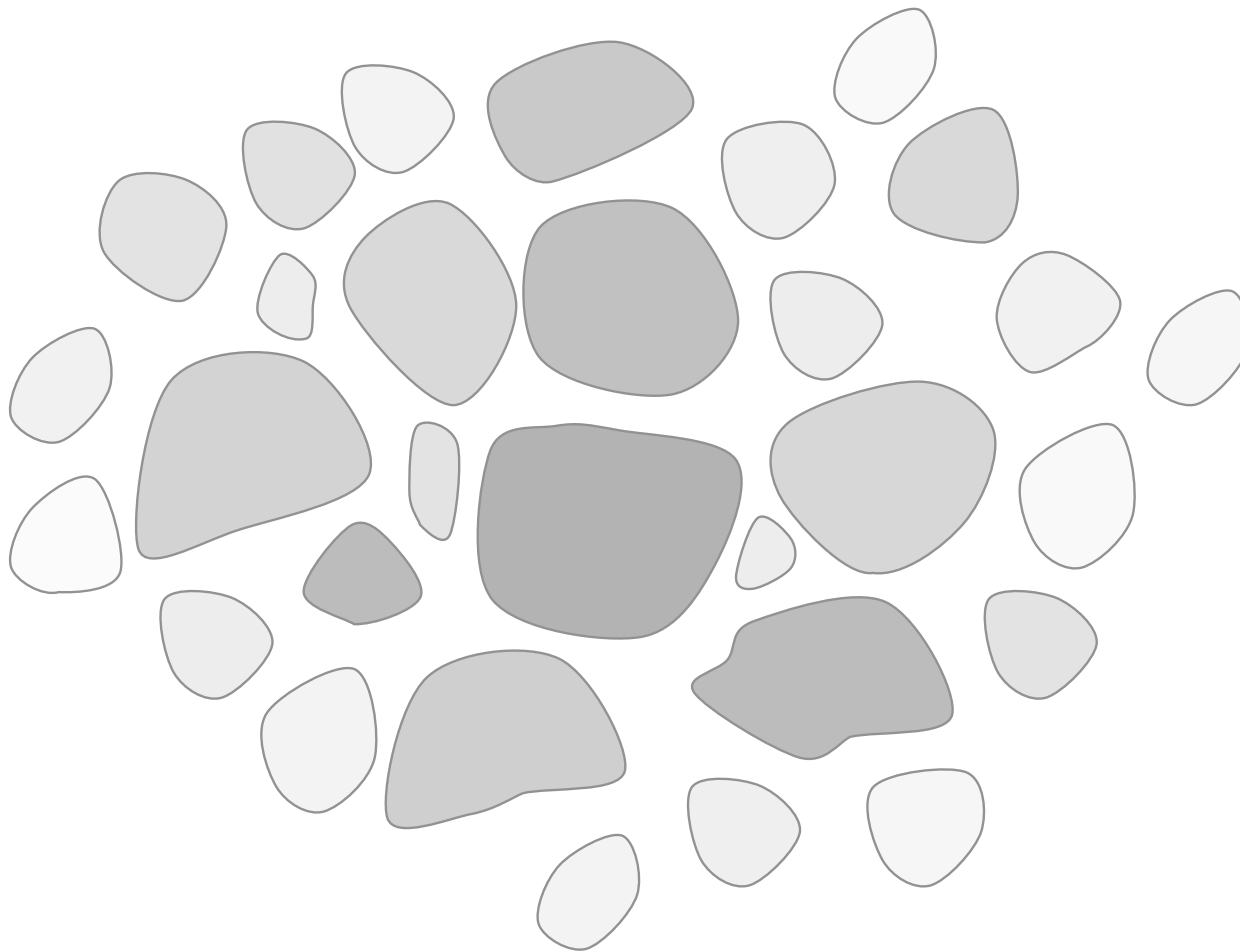
--> *Kerne wechselwirken*

während sie

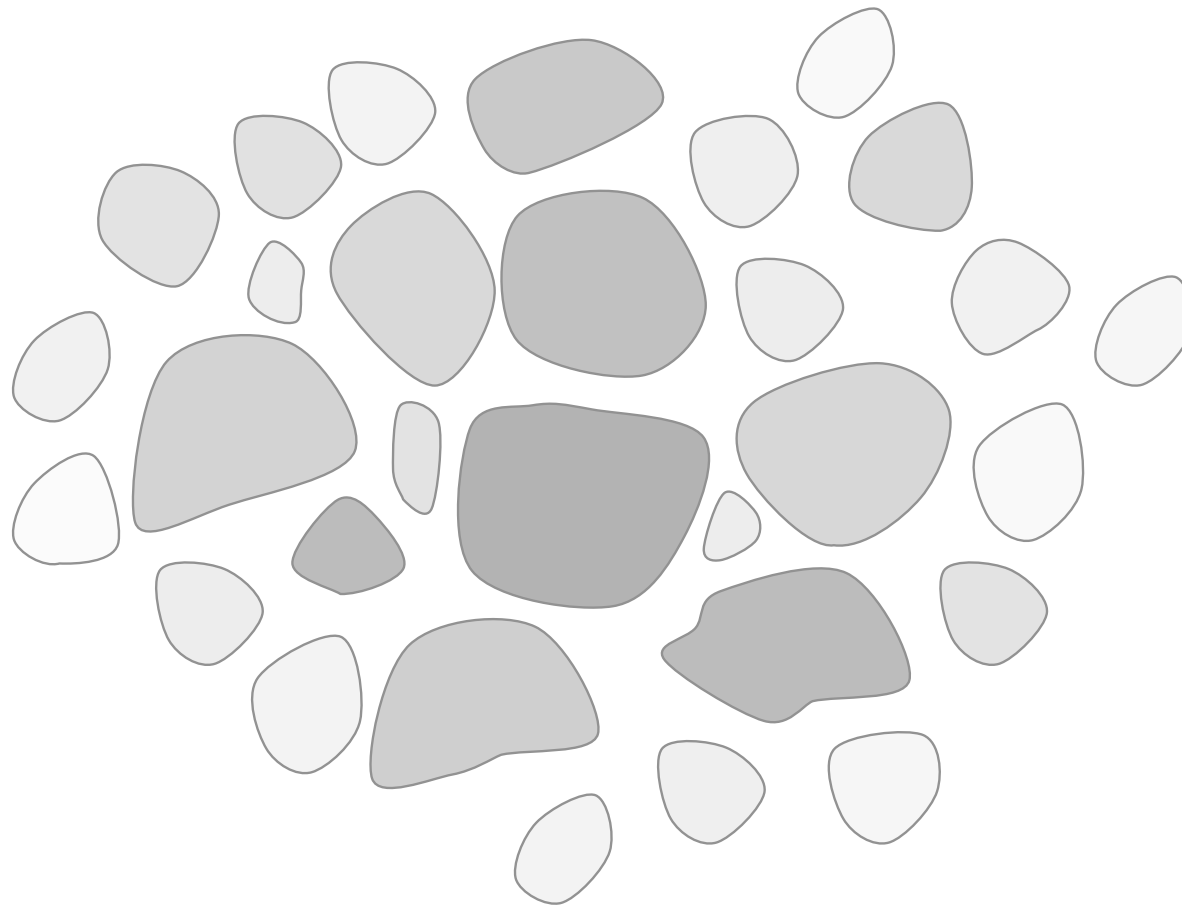
kollabieren

--> *Kompetitives Wachstum*

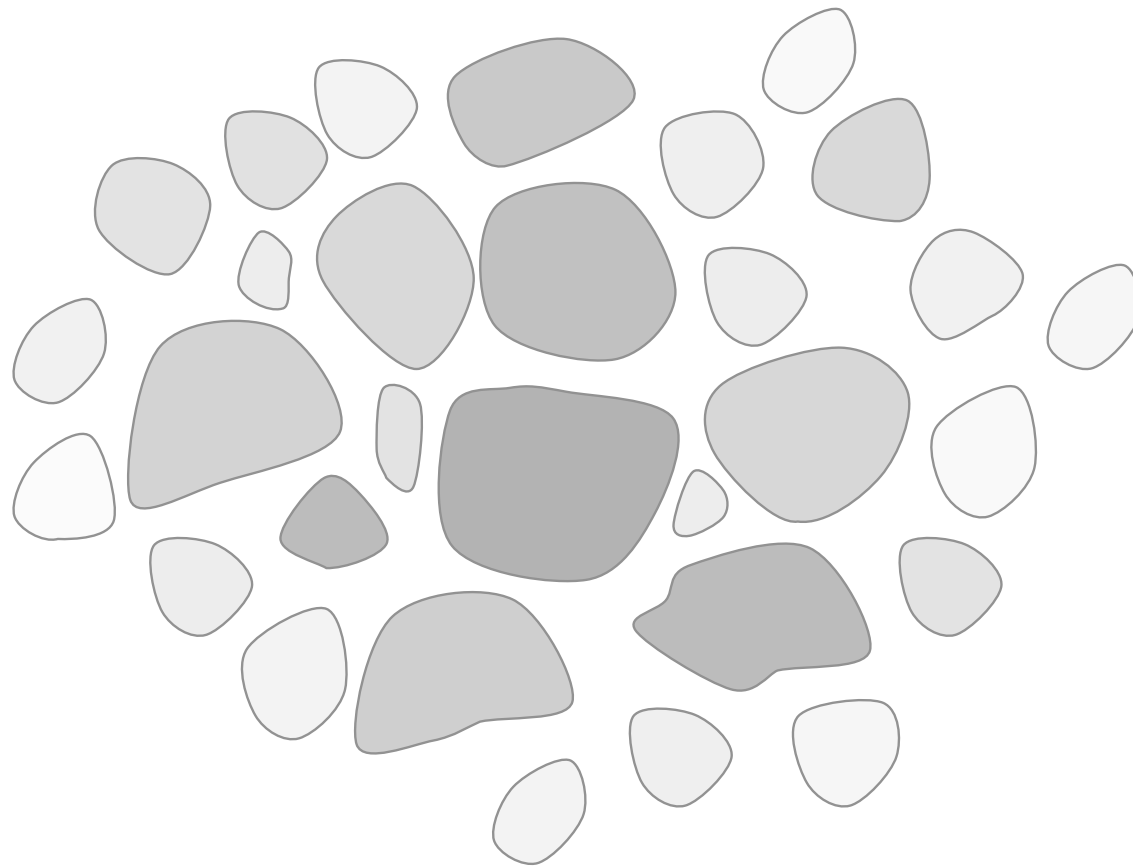
--> *dichter Haufen enthält*



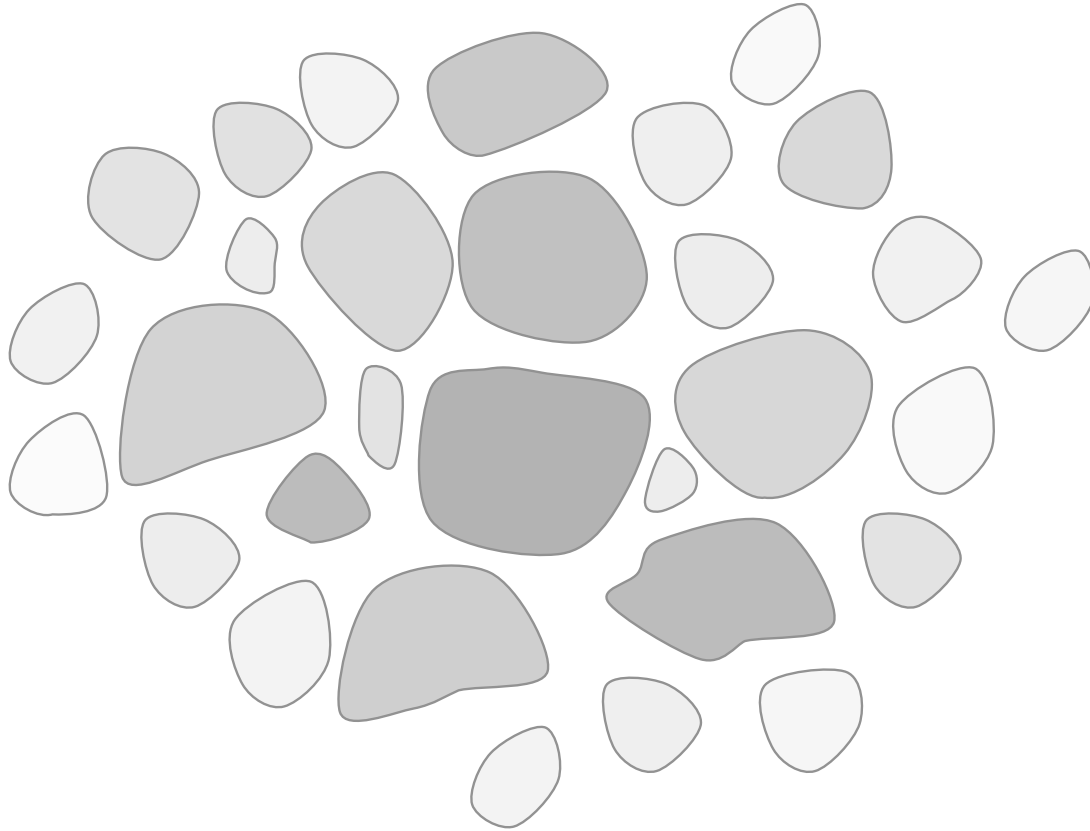
Turbulenz erzeugt Hierarchie von Klumpen



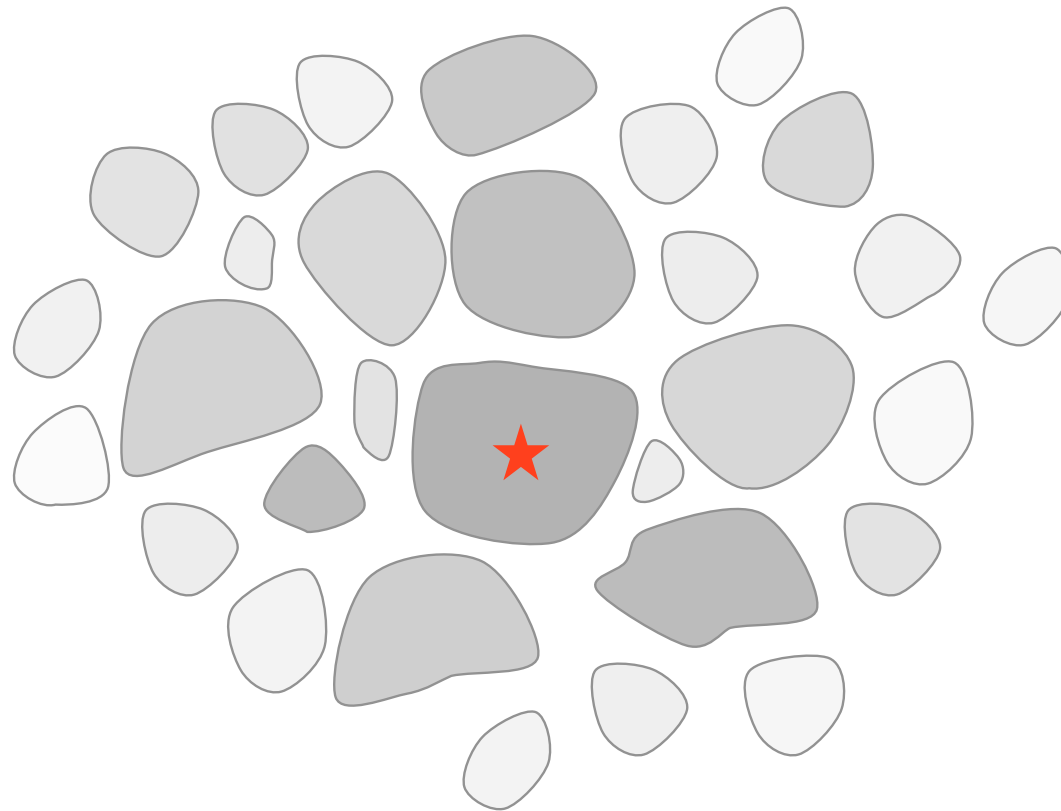
Turbulenz dissipiert, Kontraktion setzt ein



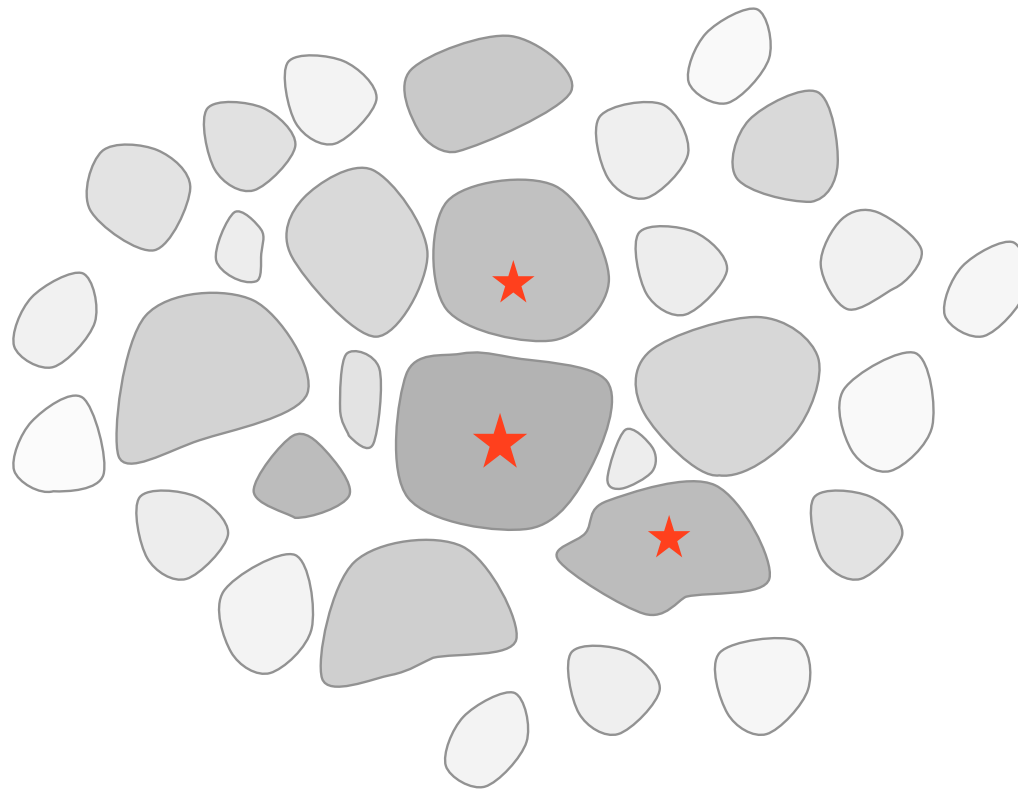
Turbulenz dissipiert, Kontraktion setzt ein



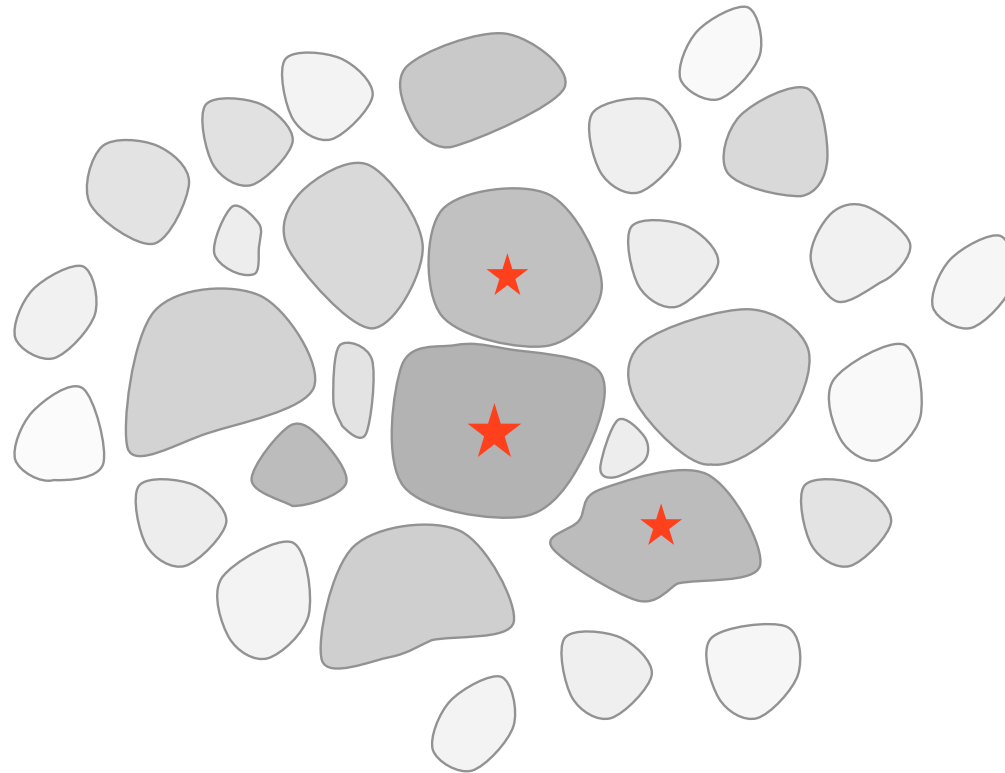
während Region kontrahiert können einzelne Klumpen kollabieren und Sterne bilden



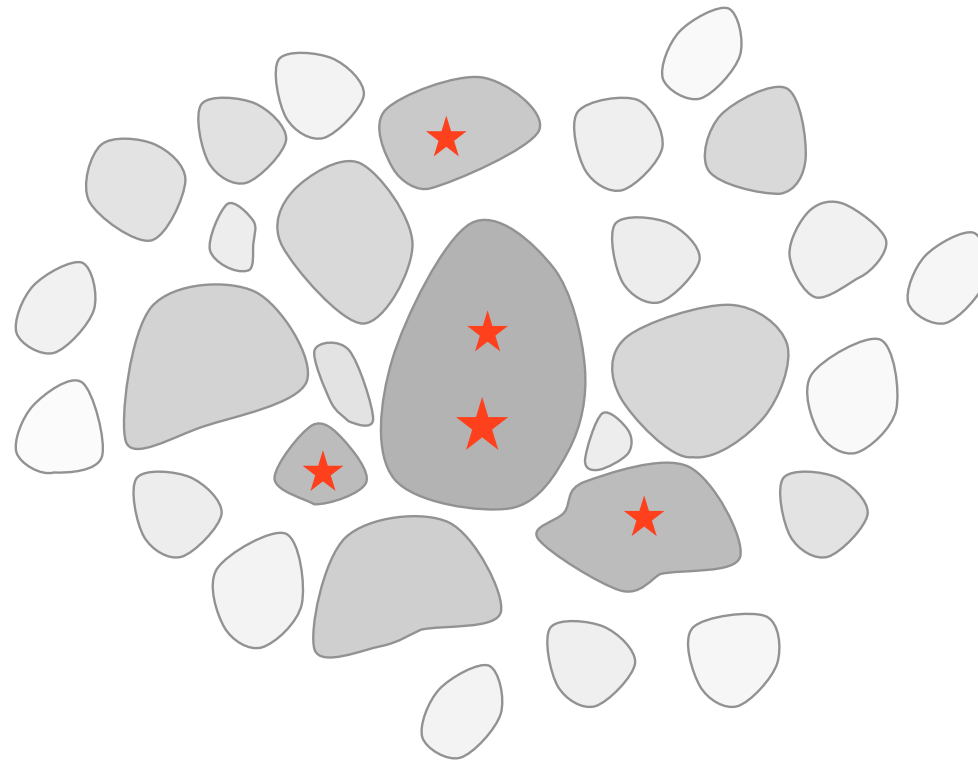
während Region kontrahiert können einzelne Klumpen kollabieren und Sterne bilden



einzelne Klumpen kollabieren und bilden Sterne

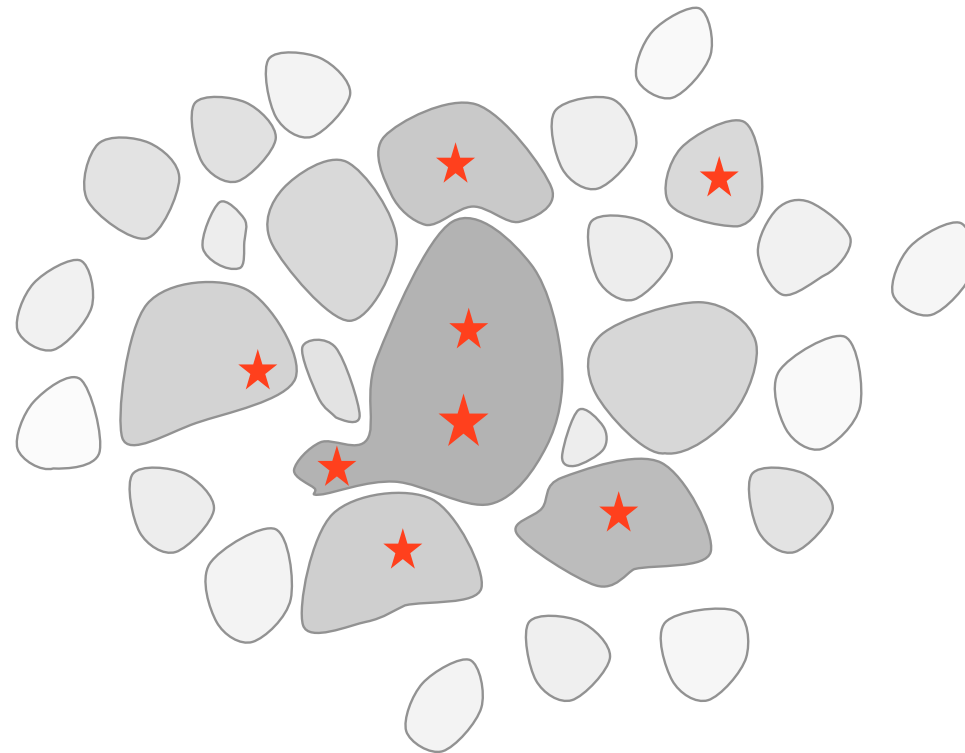


einzelne Klumpen kollabieren und bilden Sterne

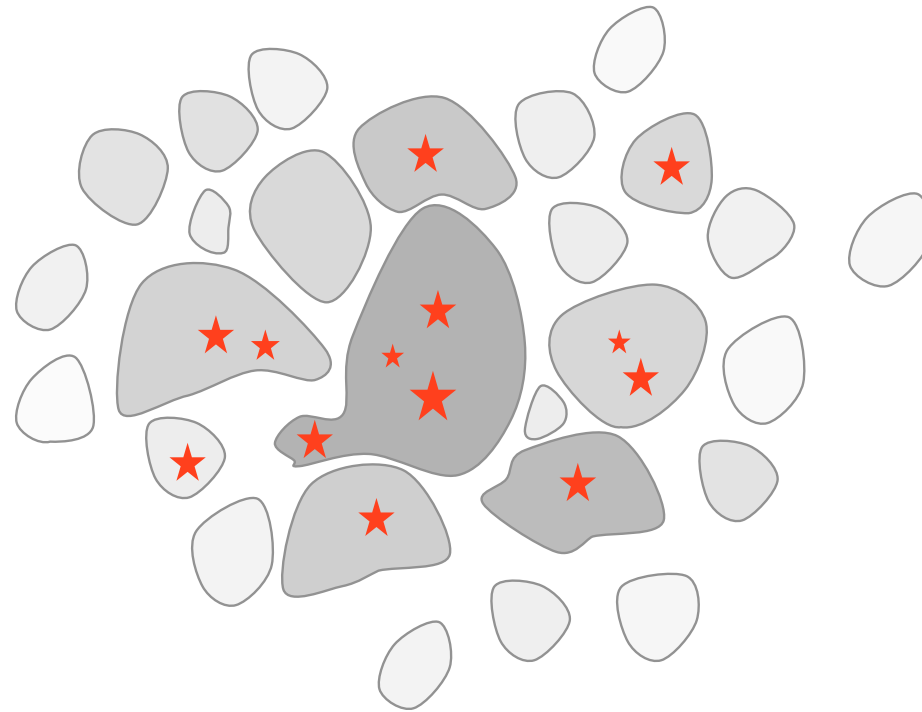


$$\alpha = E_{\text{kin}} / |E_{\text{pot}}| < 1$$

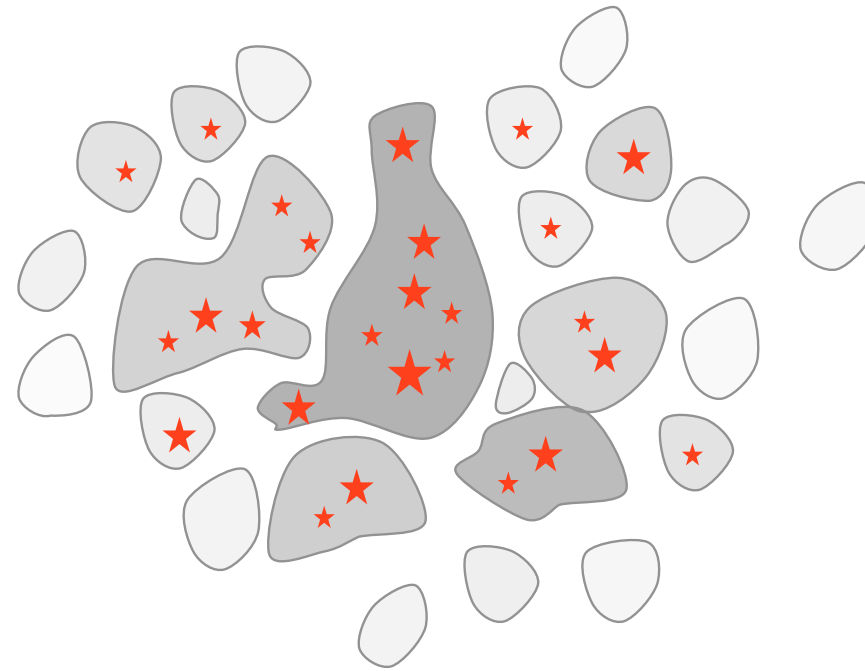
Im *dichten Haufen* können Klumpen verschmelzen während sie kollabieren --> sie enthalten nun mehrere Protosterne



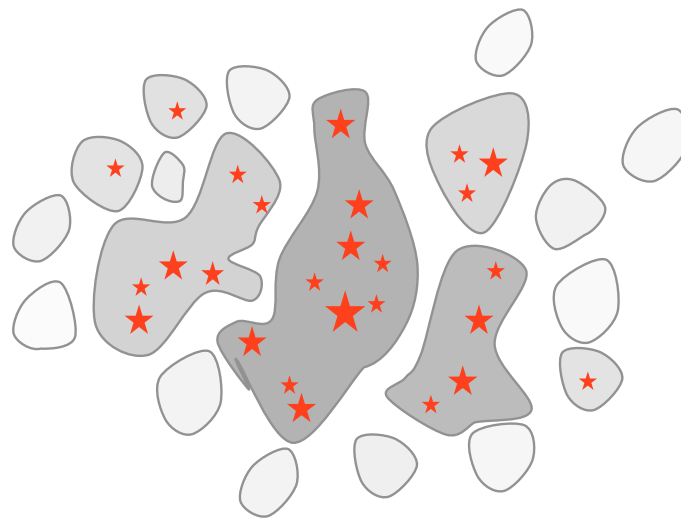
Im *dichten Haufen* können Klumpen verschmelzen während sie kollabieren --> sie enthalten nun mehrere Protosterne



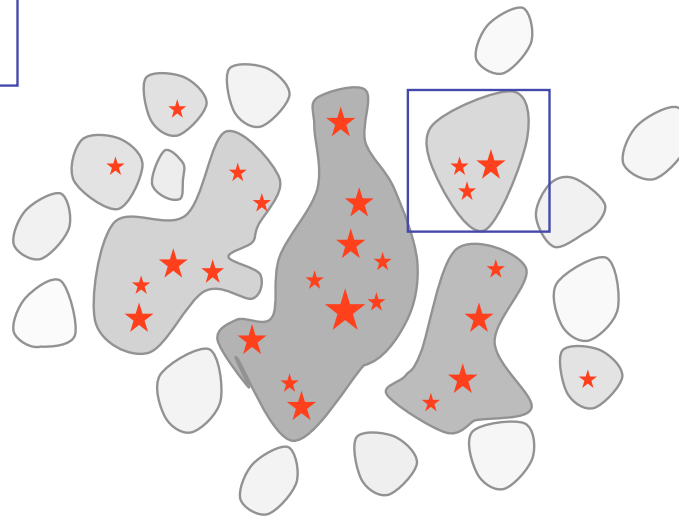
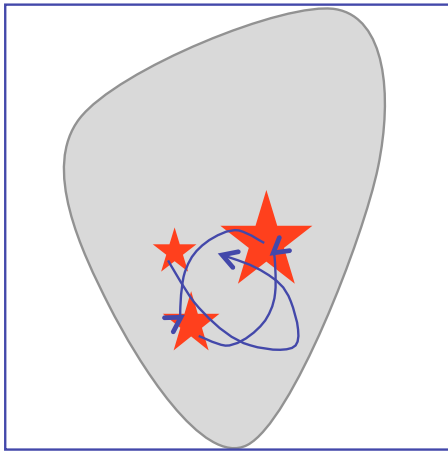
Im *dichten Haufen* können Klumpen verschmelzen während sie kollabieren --> sie enthalten nun mehrere Protosterne



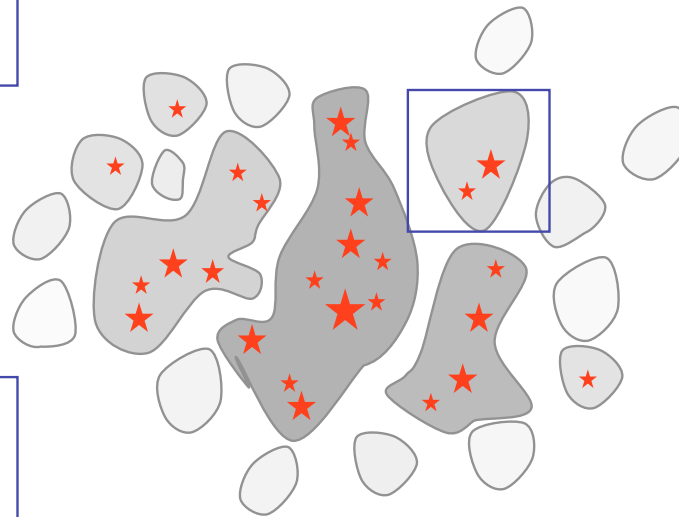
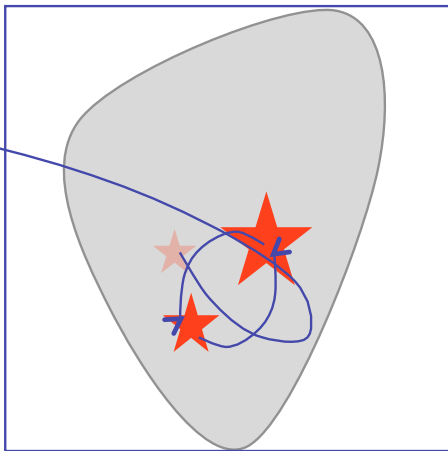
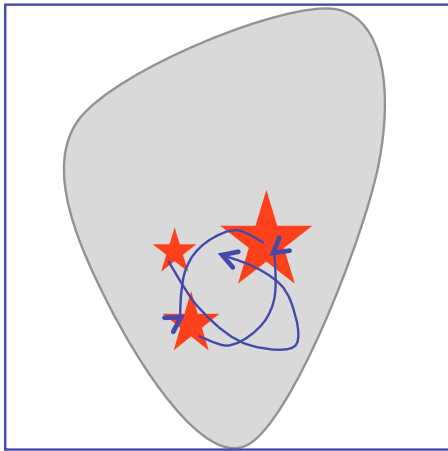
Im *dichten Haufen* wird kompetitives Wachstum wichtig



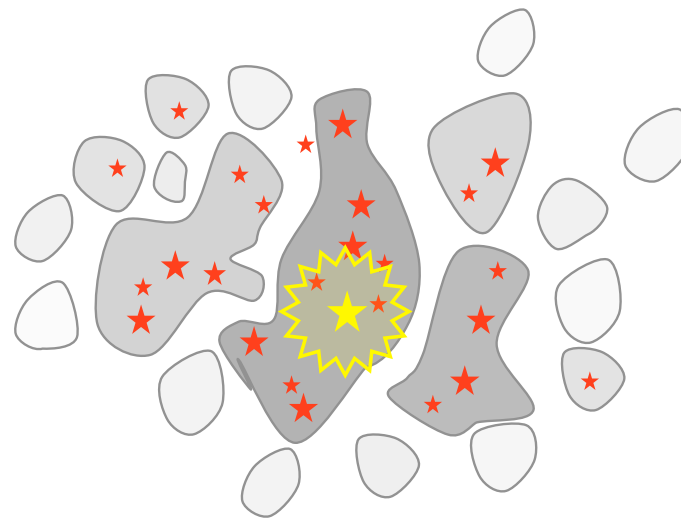
Im *dichten Haufen* wird kompetitives Wachstum wichtig



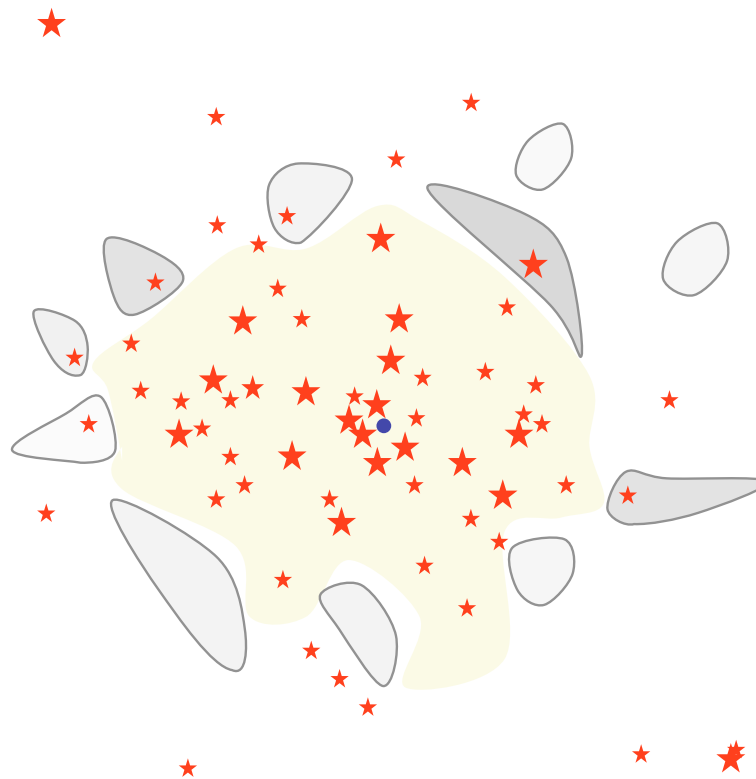
Im *dichten Haufen* beeinflussen stellardynamische Prozesse das Wachstum



massearme Objekte können herausgeschleudert werden --> Ende der Akkretion

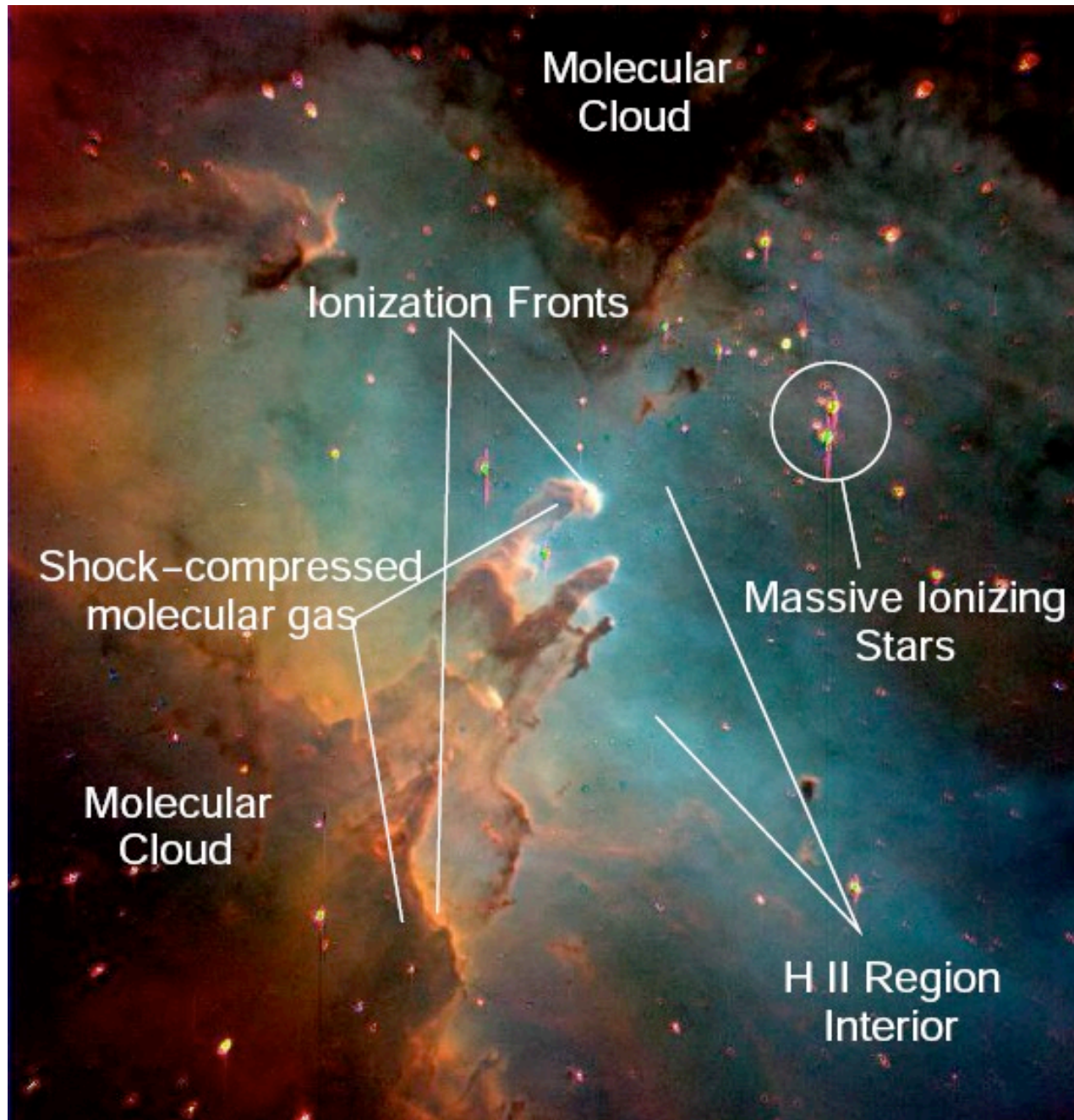


Feedback beendet die Sternbildung



Resultat: *Sternhaufen*, evtl. umgeben von H_{II}-Region

alles in einem Bild



Vorhersagen

Was können wir lernen?

- *Globale Eigenschaften (statistische Betrachtung)*
 - Sternentstehungseffizienz & Zeitskalen
 - Stellare Massenfunktion (IMF)
 - Dynamik junger Sternhaufen
 - Statistische Beschreibung von Überschallturbulenz (PDF's, Δ -Var.)
 - Mischungseigenschaften von Überschallturbulenz (wichtig für die chemische Entwicklung der Milchstraße)
- *Lokale Eigenschaften (Studium von Einzelobjekten)*
 - Eigenschaften protostellarer Gasklumpen (z.B. Form, radiales Dichteprofil, Geschwindigkeitsfeld)
 - Akkretionsgeschichte einzelner Protosterne (dM/dt vs. t , j vs. t)
 - Doppelsterne (Exzentrizitäten, Massenverhältnisse, usw.)
 - SED's von Protosternen, PMS Entwicklungsreihen

Beispiel

Stellare Massenfunktion

- Verteilung der Sternmassen hängt ab von
 - turbulenten Anfangsbedingungen,
--> Massenspektrum prästellarer Kerne
 - Kollaps und Wechselwirkung prästellarer Kerne,
--> kompetitive Akkretion & N-Körperdynamik
 - thermodynamischen Eigenschaften des Gases.
--> Gleichgewicht von Heiz- und Kühlprozessen
--> Zustandsgleichung (bestimmt welche Wolkenkerne kollabieren)
 - (Proto) stellares Feedback beendet Sternbildung.
ionisierende Strahlung, bipolare Ausflüsse, Sternwinde, SN

(e.g. Larson 2003, Prog. Rep. Phys.; Mac Low & Klessen, 2004, Rev. Mod. Phys, 76, 125 - 194)

Modell der Orion Wolke

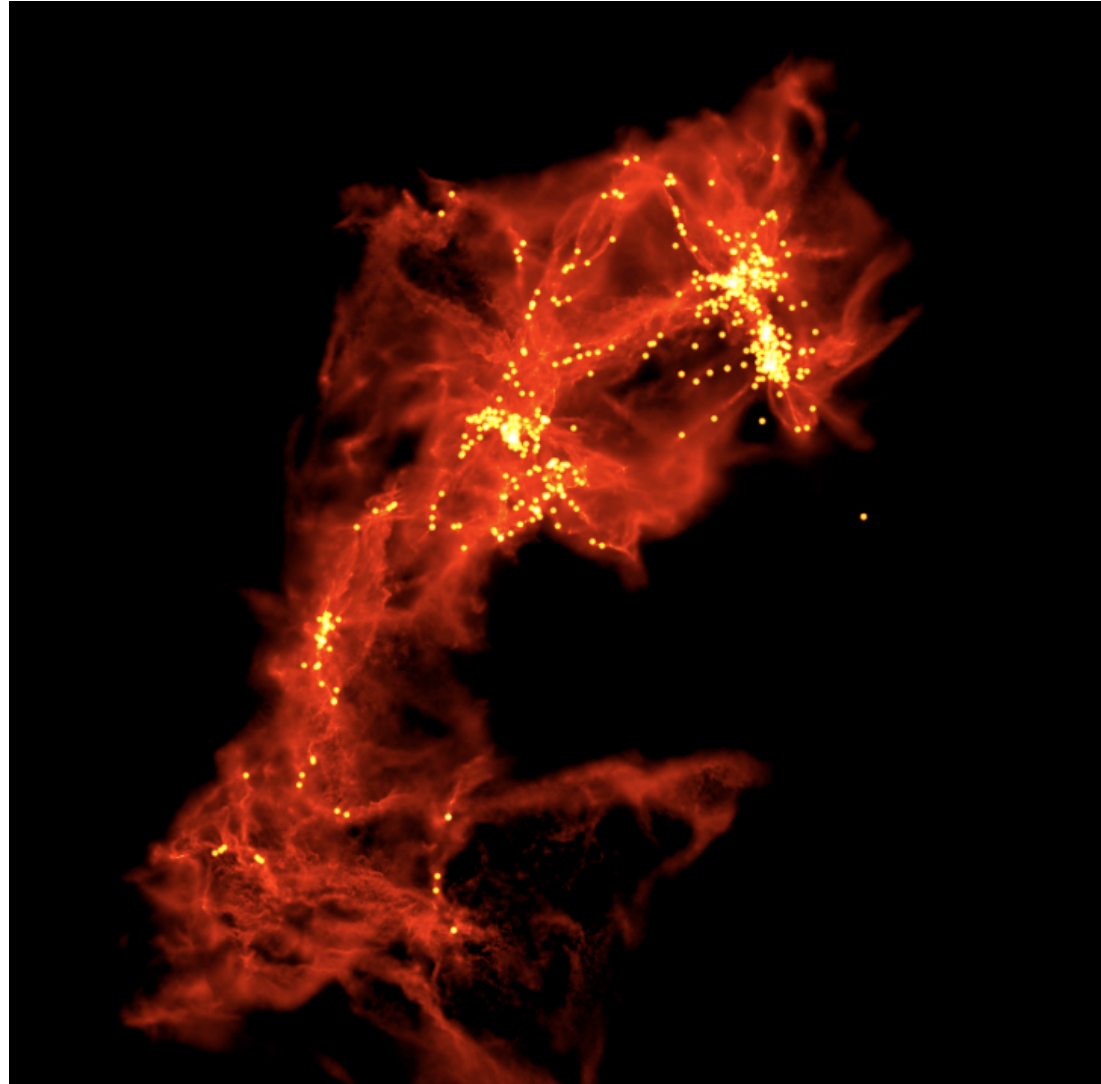
„model“ of Orion cloud:
15.000.000 SPH particles,
 $10^4 M_{\text{sun}}$ in 10 pc, mass
resolution $0,02 M_{\text{sun}}$, forms
~2.500 „stars“ (sink particles)

isothermal EOS, top bound,
bottom unbound

has clustered as well as
distributed „star“ formation

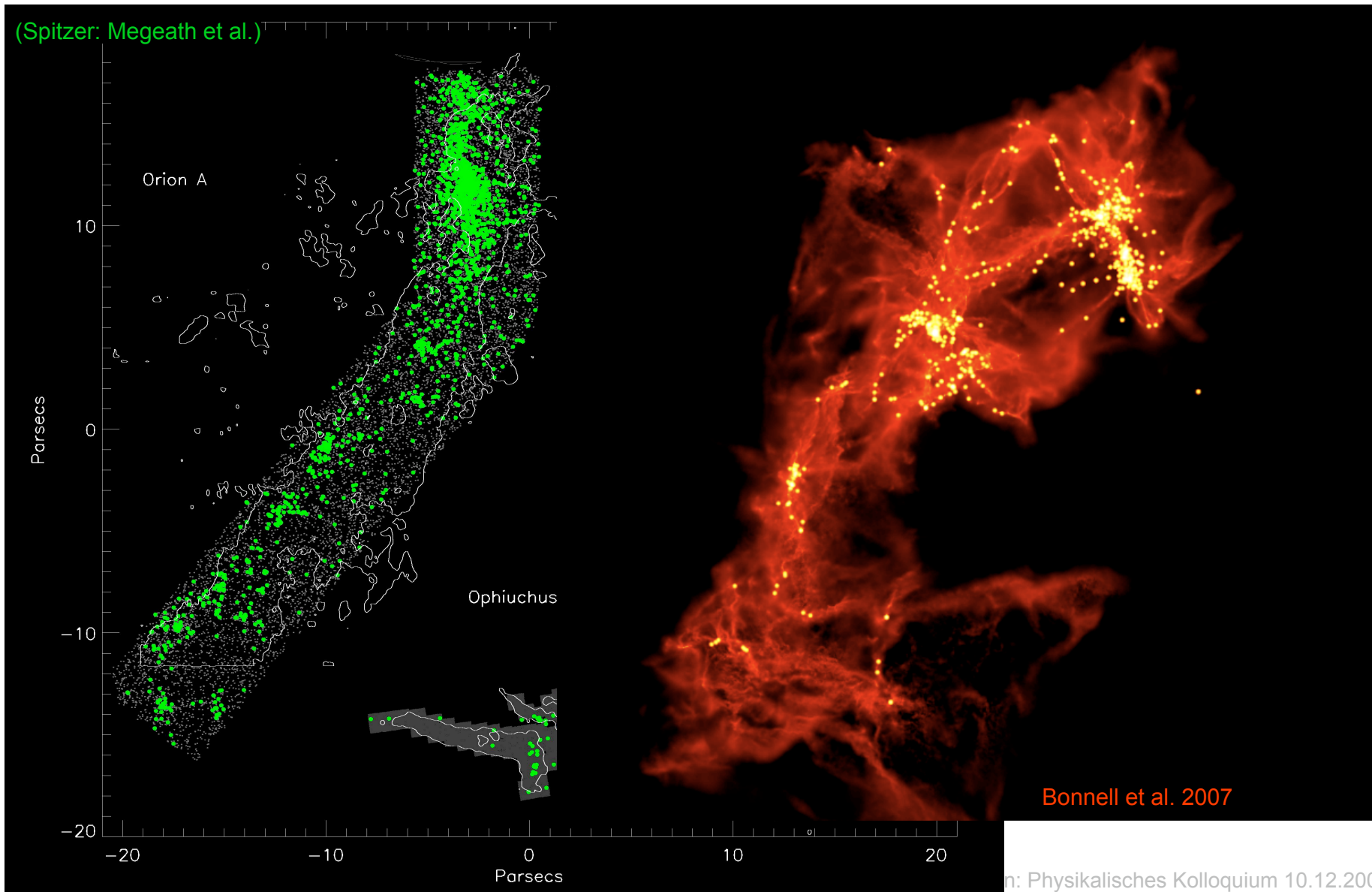
efficiency varies from 1% to
20%

develops full IMF
(distribution of sink particle masses)



(Bonnell et al. 2007)

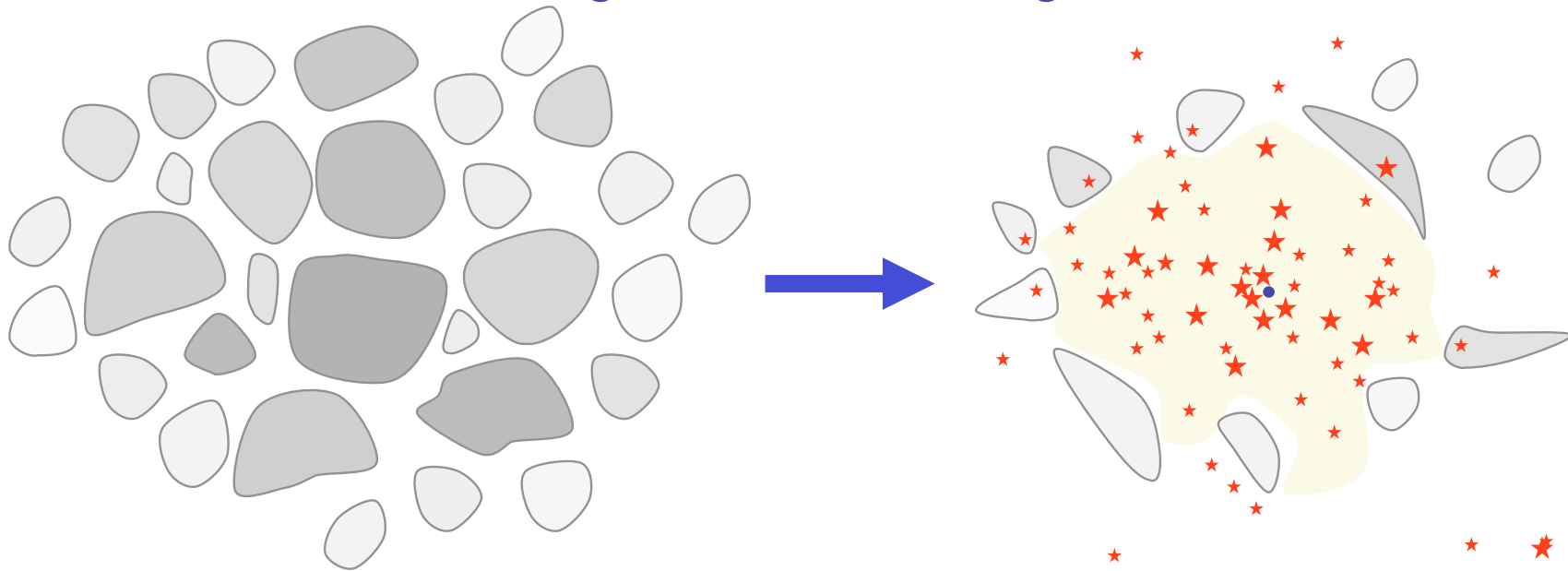
Modell der Orion Wolke



Bildung von Sternhaufen

Die meisten Sterne entstehen in Haufen

→ *Sternentstehung = Haufenbildung*



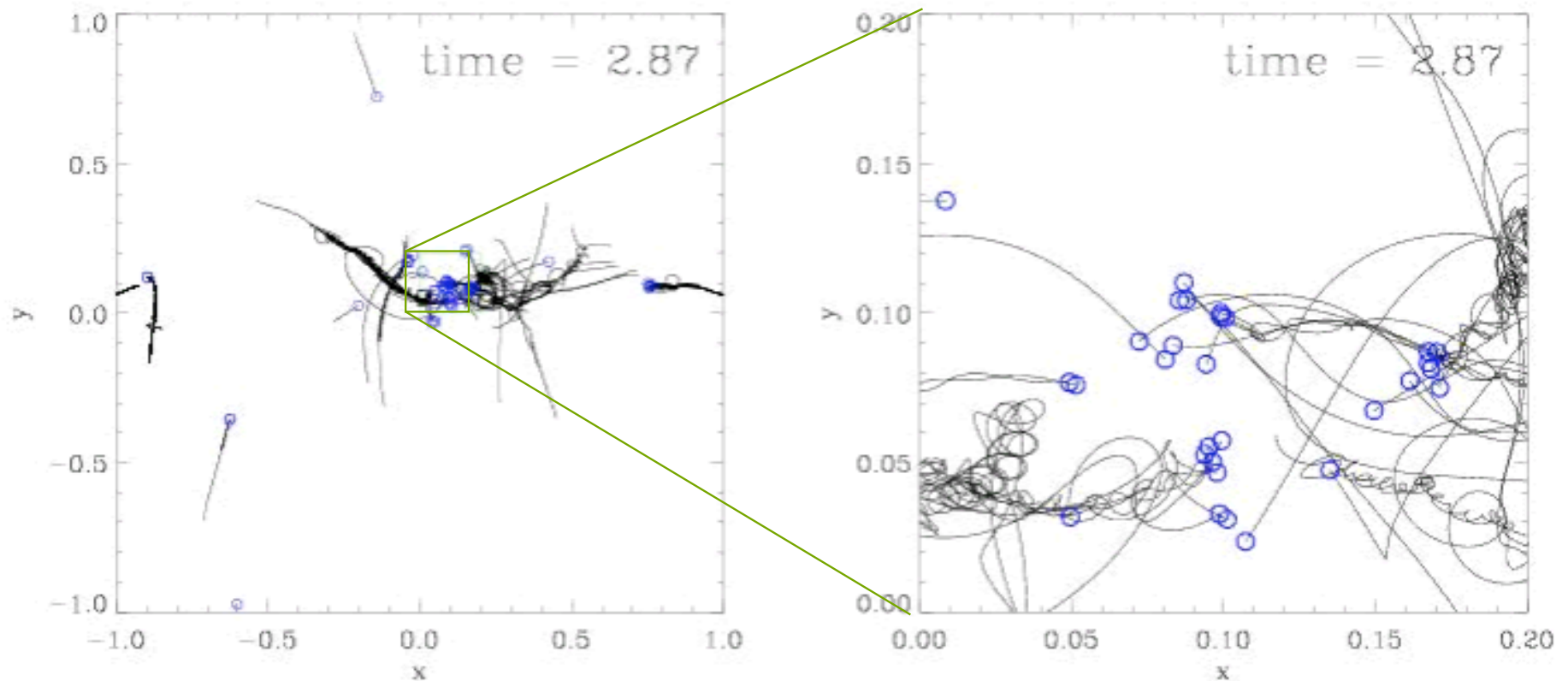
Wie macht man aus Gasklumpen Sterne?

Was bestimmt die Endmasse?

(z.B. Larson 2003, Prog. Rep. Phys.; Mac Low & Klessen, 2004, Rev. Mod. Phys; McKee & Ostriker 2007)

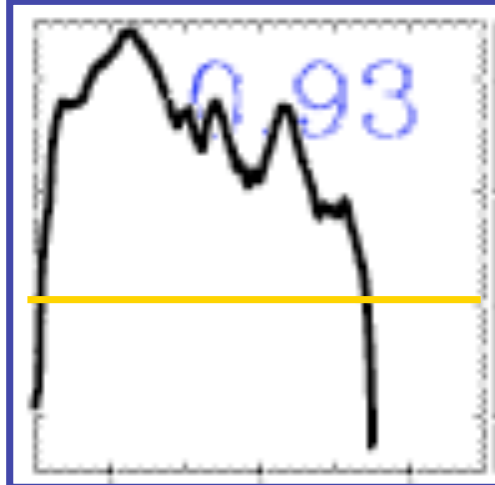
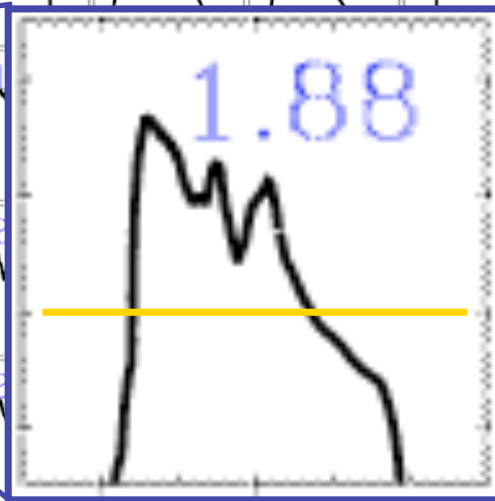
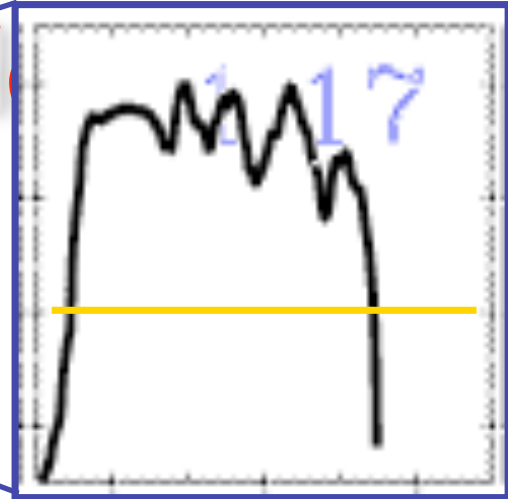
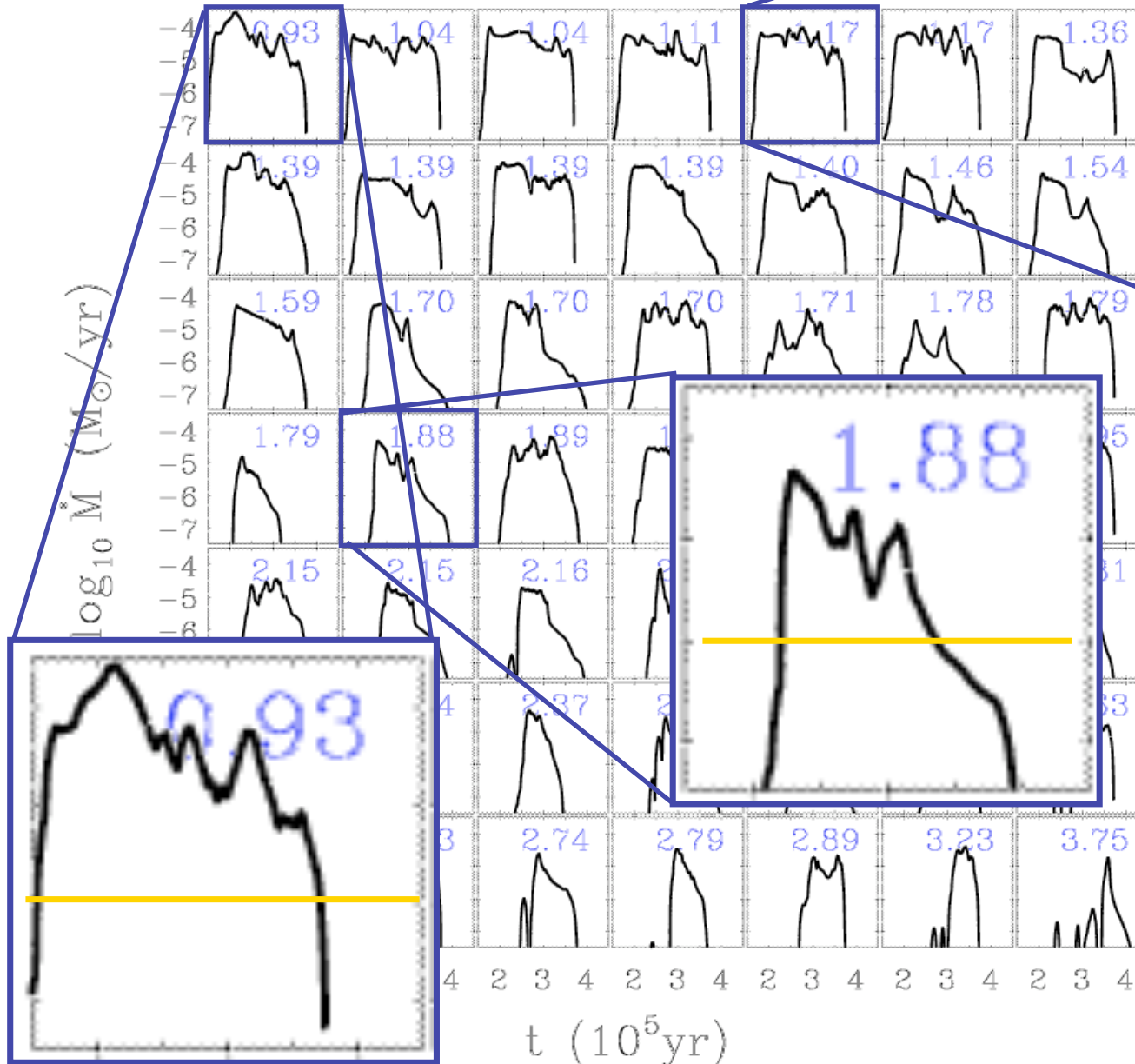
Bildung von Sternhaufen

Fast alle Sterne bilden sich in Haufen - dynamische Prozesse wichtig



Trajectories of protostars in a nascent dense cluster created by gravoturbulent fragmentation
(from Klessen & Burkert 2000, ApJS, 128, 287)

Akkretionsraten in H



Massen-
akkretionsraten
sind stark
zeitabhängig und
von *Haufen-
umgebung*
beeinflusst.

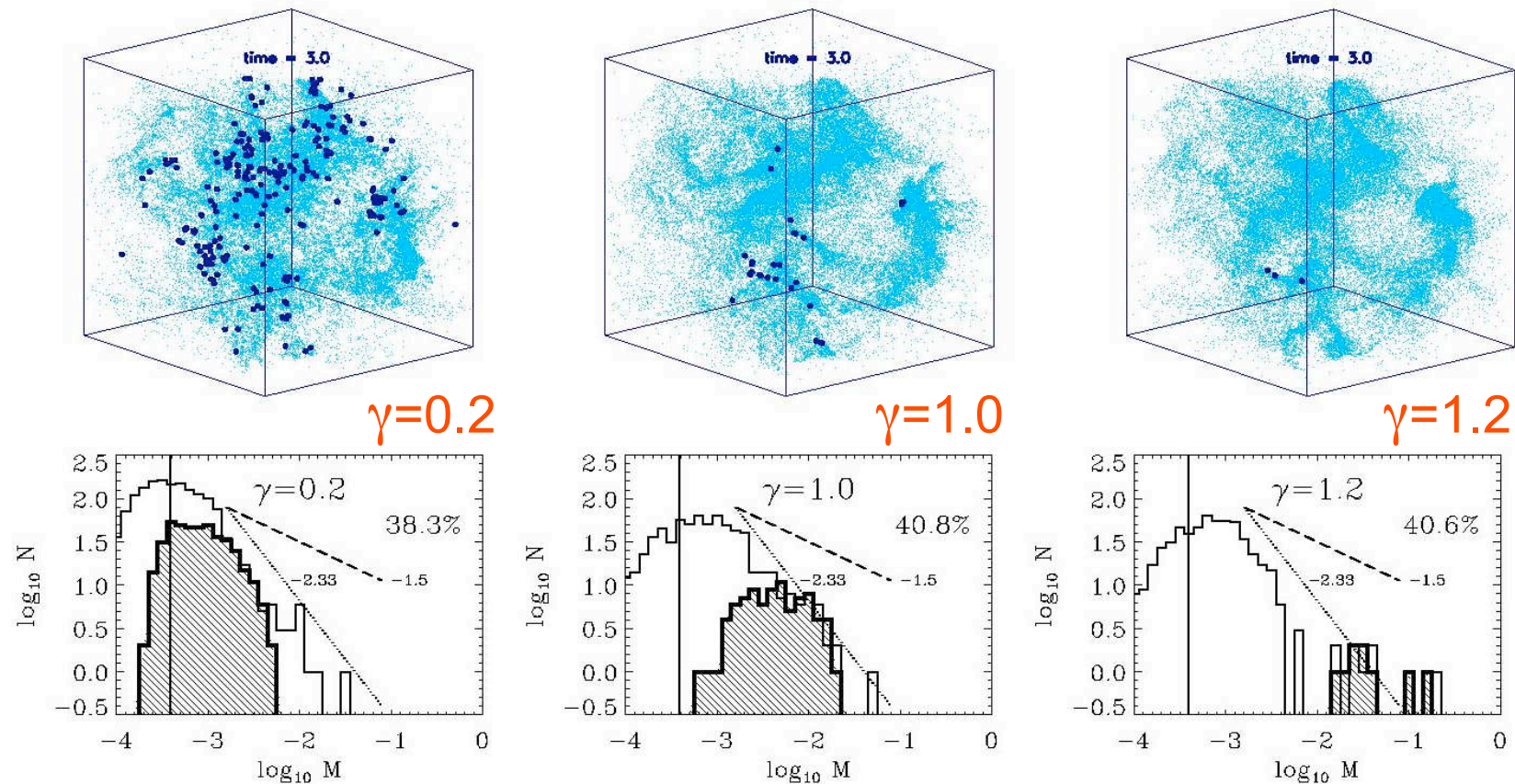
(Klessen 2001, ApJ, 550, L77;
oder Schmeja & Klessen,
2004, A&A, 419, 405)

Abhängigkeit von Zustandsgl.

- ZG bestimmt Stärke der Fragmentation!
- polytrope ZG: $p \propto \rho^\gamma$
- $\gamma < 1$: dichter Haufen von massearmen Sternen
- $\gamma > 1$: isolierte massereiche Sterne

(see Li, Klessen, & Mac Low 2003, ApJ, 592, 975; also Kawachi & Hanawa 1998, Larson 2003)

Abhängigkeit von ZG



für $\gamma < 1$ verstärkte Fragmentation → *Haufen massearmer Sterne*

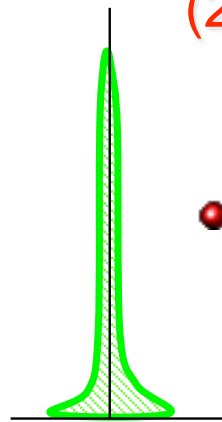
für $\gamma > 1$ Fragmentation unterdrückt → Bildung *isolierter massereicher Sterne*

(from Li, Klessen, & Mac Low 2003, ApJ, 592, 975)

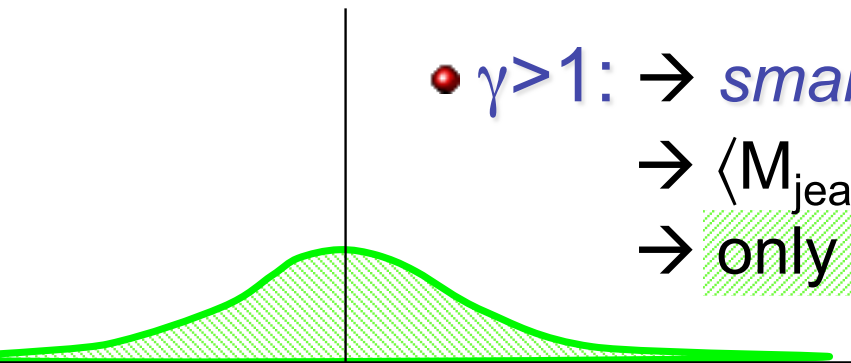
Wie funktioniert das?

$$(1) \mathbf{p} \propto \rho^\gamma \quad \rightarrow \quad \rho \propto \mathbf{p}^{1/\gamma}$$

$$(2) \mathbf{M}_{\text{jeans}} \propto \gamma^{3/2} \rho^{(3\gamma-4)/2}$$



- $\gamma < 1$: \rightarrow *large* density excursion for given pressure
 \rightarrow $\langle M_{\text{jeans}} \rangle$ becomes small
 \rightarrow number of fluctuations with $M > M_{\text{jeans}}$ is large

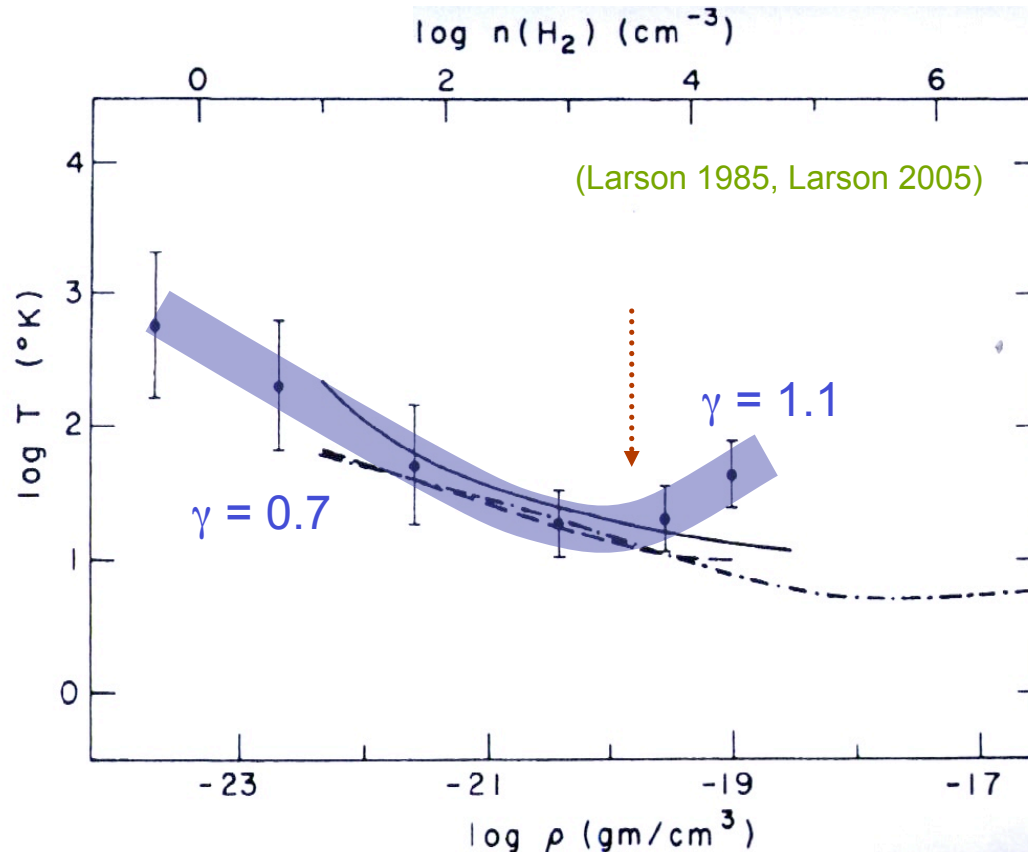


- $\gamma > 1$: \rightarrow *small* density excursion for given pressure
 \rightarrow $\langle M_{\text{jeans}} \rangle$ is large
 \rightarrow only few and massive clumps exceed M_{jeans}

Zustandsgleichung in Sonnennähe

unterhalb $10^{-18} \text{ gcm}^{-3}$: $\uparrow \rho \Rightarrow \downarrow T$

oberhalb $10^{-18} \text{ gcm}^{-3}$: $\uparrow \rho \Rightarrow \uparrow T$



$$P \propto \rho^\gamma$$

$$P \propto \rho T$$

$$\rightarrow \gamma = 1 + d \ln T / d \ln \rho$$

Schrittweise polytrophe ZG

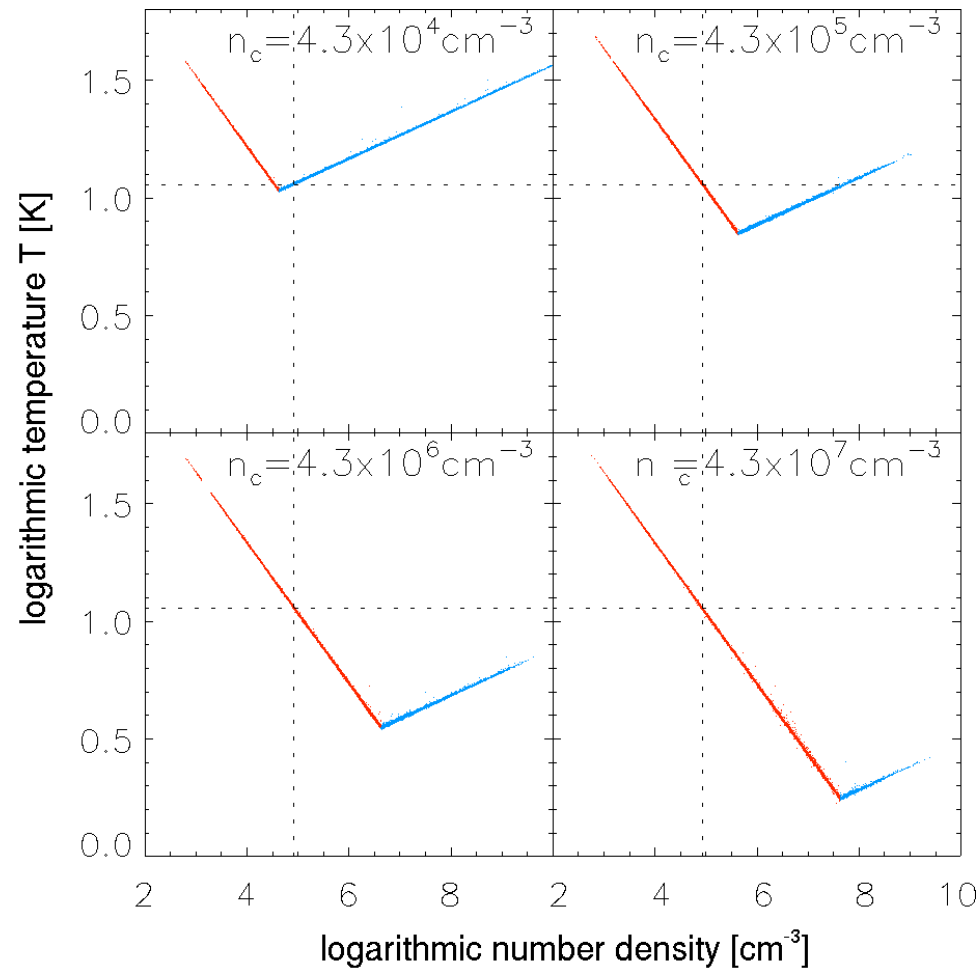
$$\gamma_1 = 0.7$$

$$\gamma_2 = 1.1$$

$$T \sim \rho^{\gamma-1}$$

Simple numerisches
Modell mit schrittweise
polytropher Zustands-
gleichung

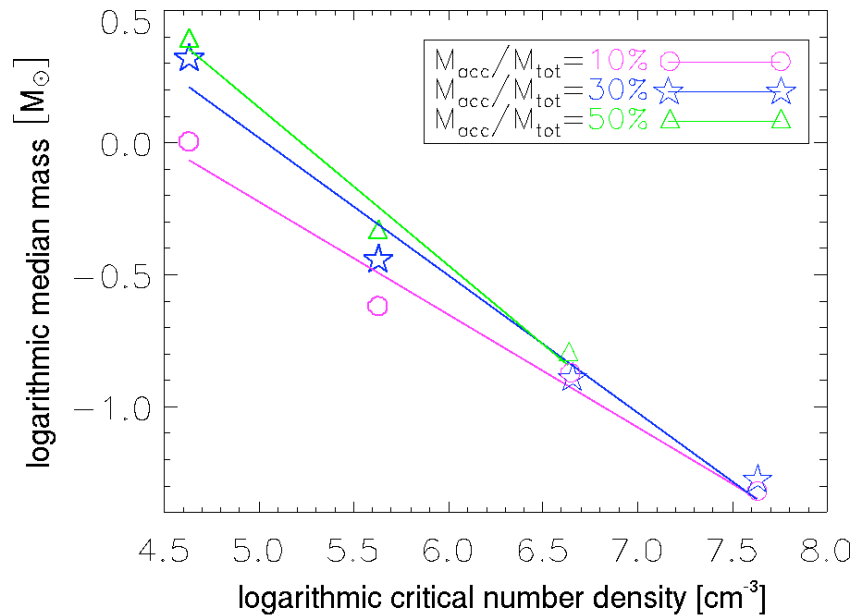
(Jappsen et al. 2005)



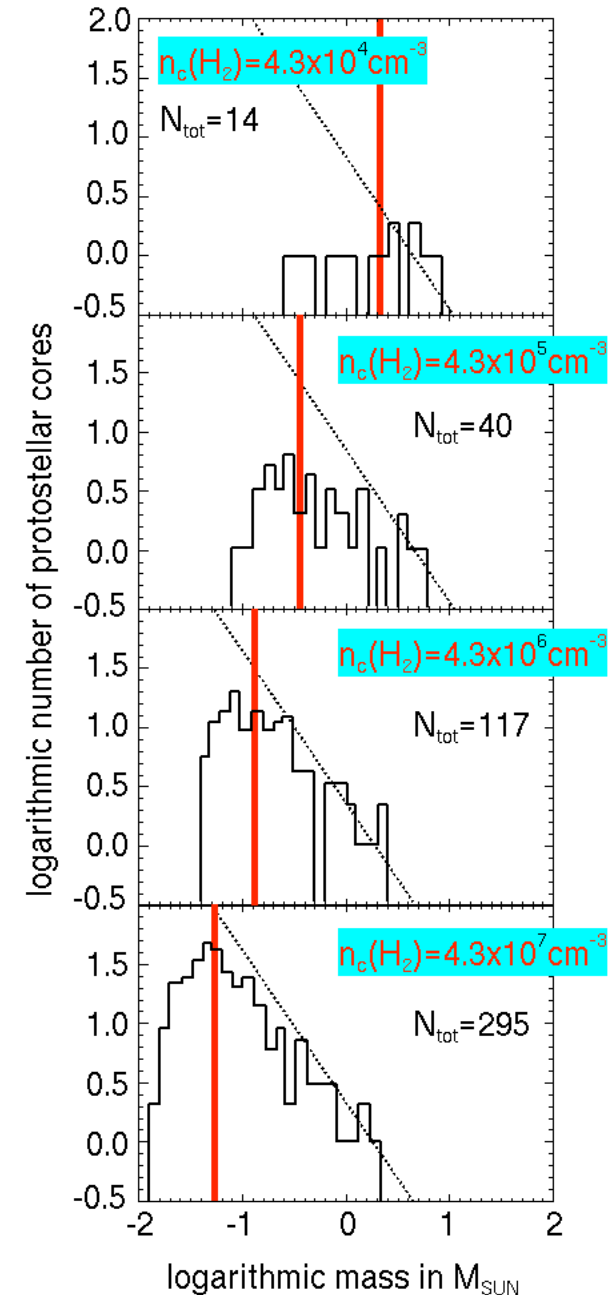
Stellare Massenfunktion (IMF)

kritische Dichte \uparrow

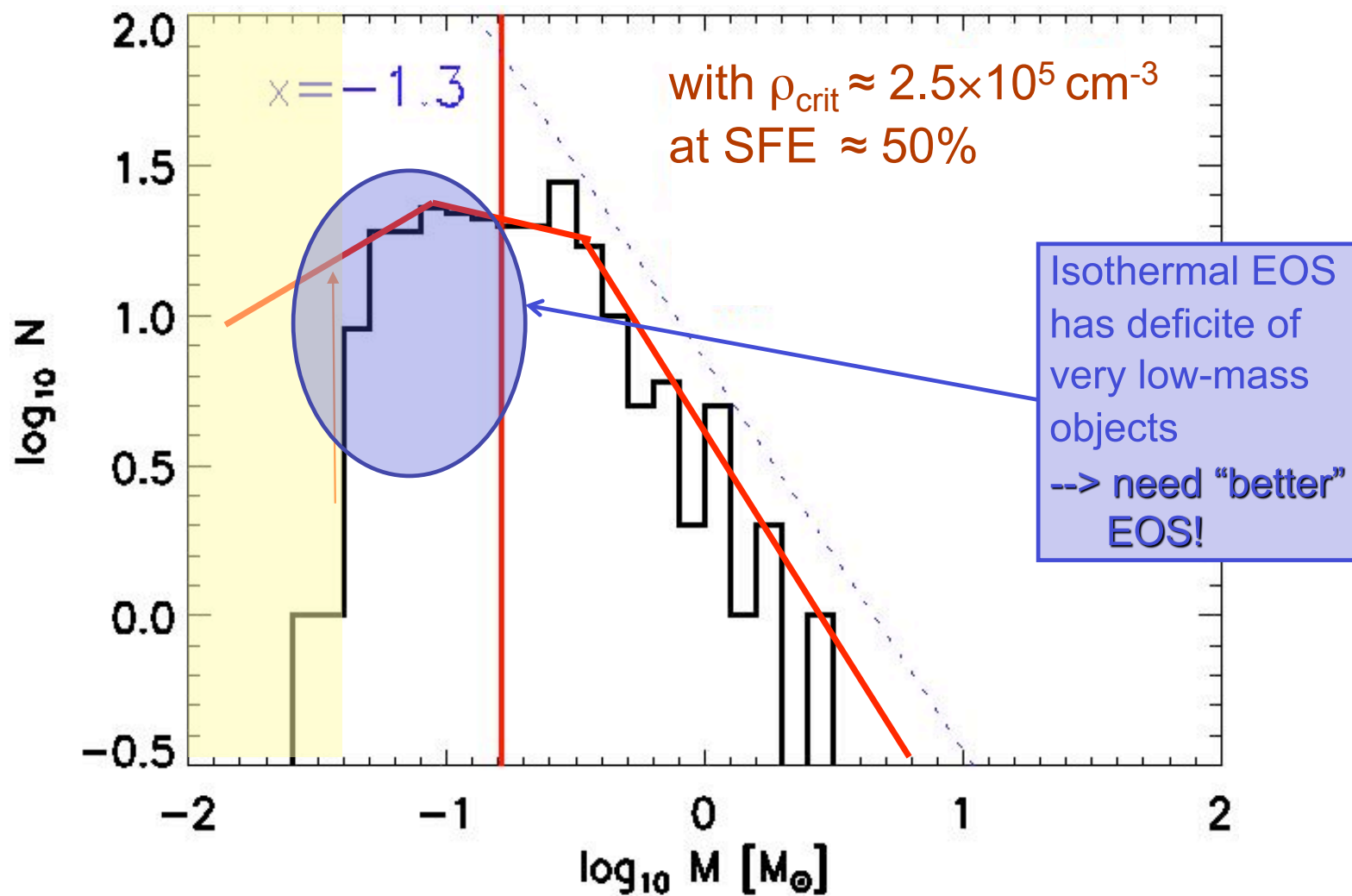
\rightarrow Median der Masse \downarrow



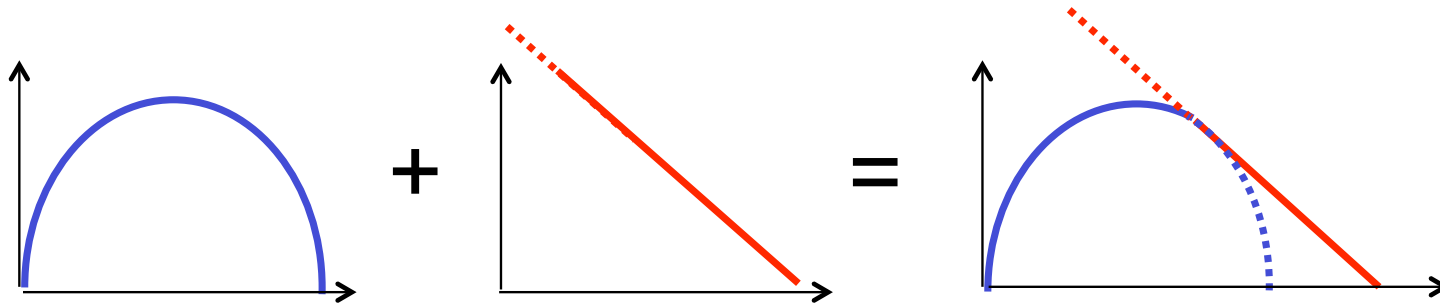
(Jappsen et al. 2005)



Vergleich mit beobachteter IMF



Plausibilitätsargument

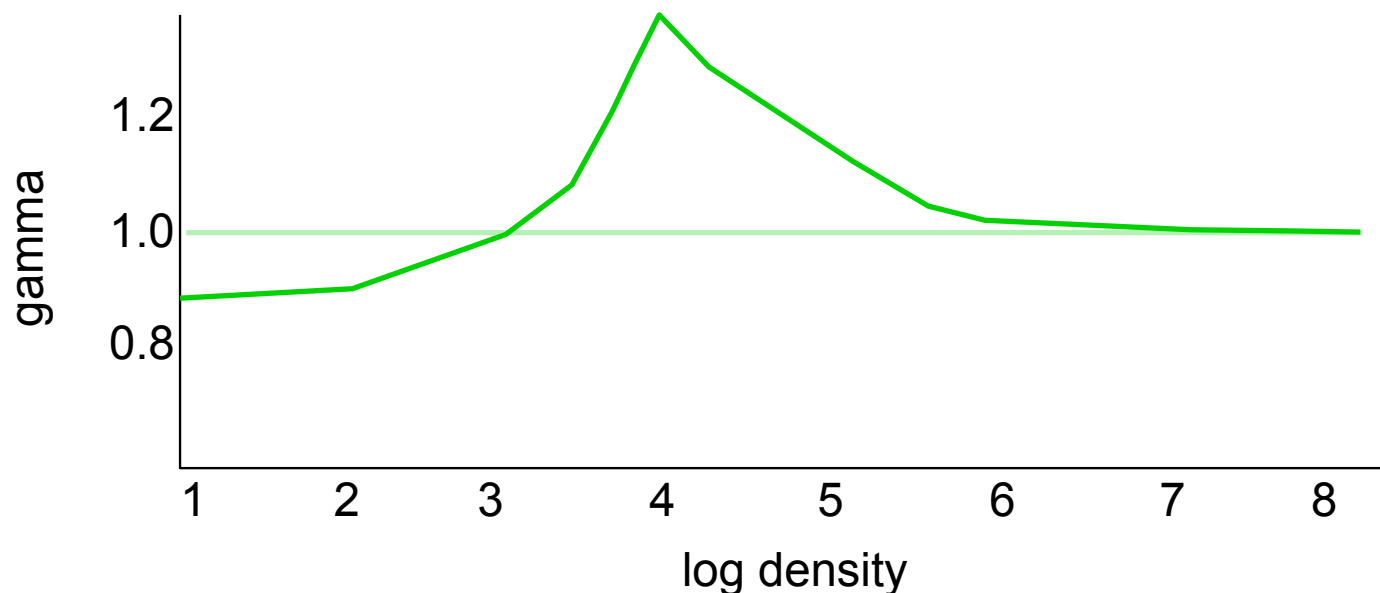


- Überschallturbulenz ist skalenfreier Prozess
→ *Potenzgesetz*
- *Aber auch:* Turbulenz und Fragmentation sind hochgradig stochastische Prozesse → zentraler Grenzwertsatz
→ *Gauß Verteilung*

IMF in starburst galaxies

- Nuclear regions of starburst galaxies are extreme:
 - hot dust, large densities, strong radiation, etc.
- Thermodynamic properties of star-forming gas differ from Milky Way --> Different EOS!

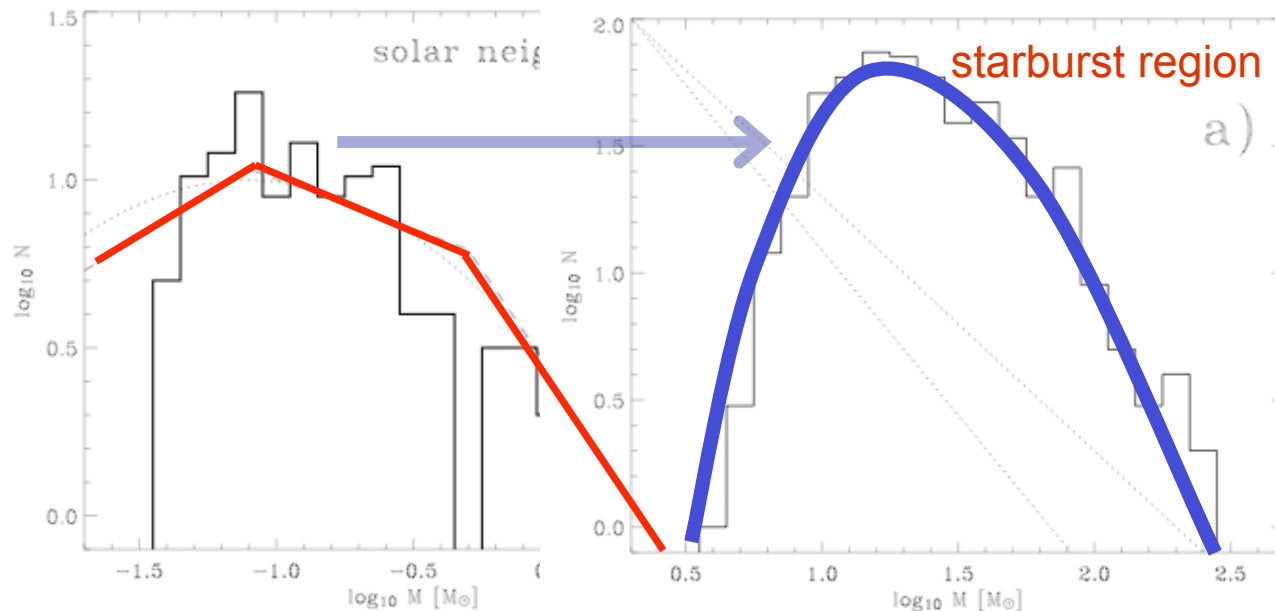
(see Spaans & Silk 2005)



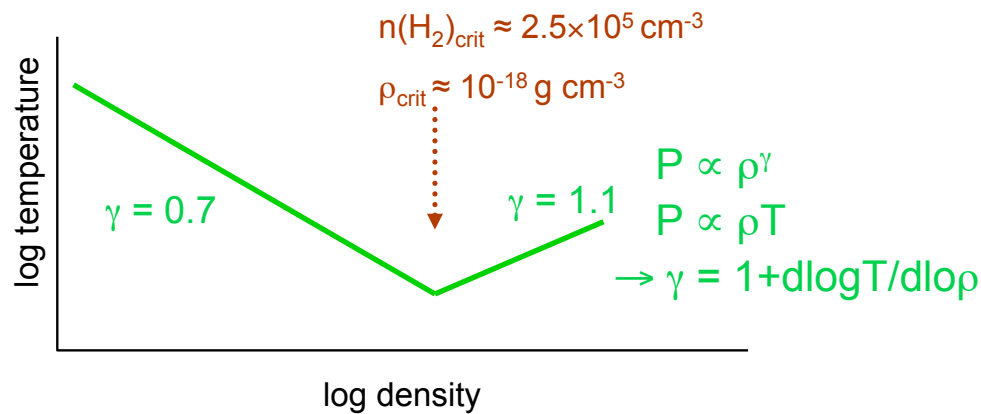
IMF in starburst galaxies

- Starburst EOS --> top-heavy IMF

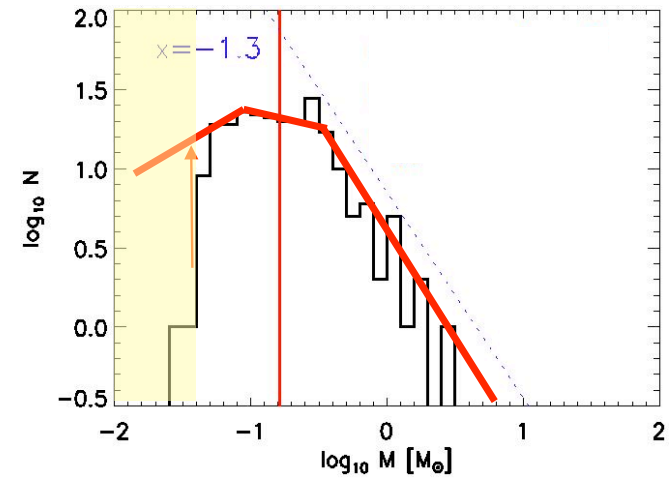
(Klessen, Spaans, Jappsen, 2007)



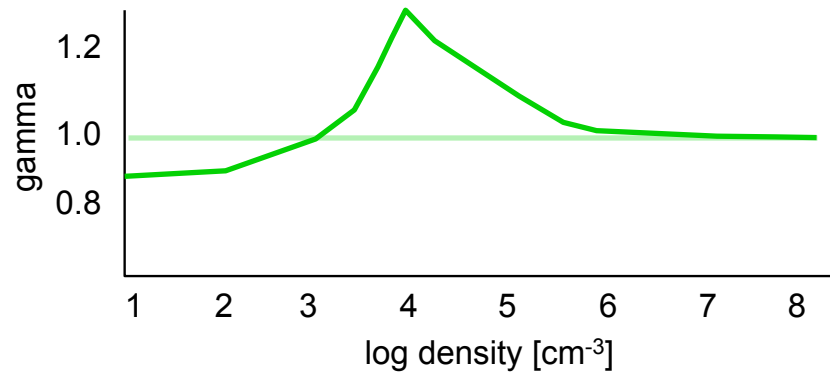
fragmentation depends on EOS



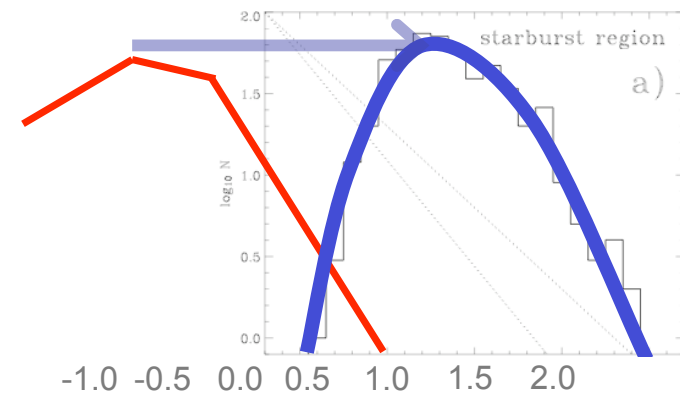
(Larson 2005)



(Jappsen et al. 2005)

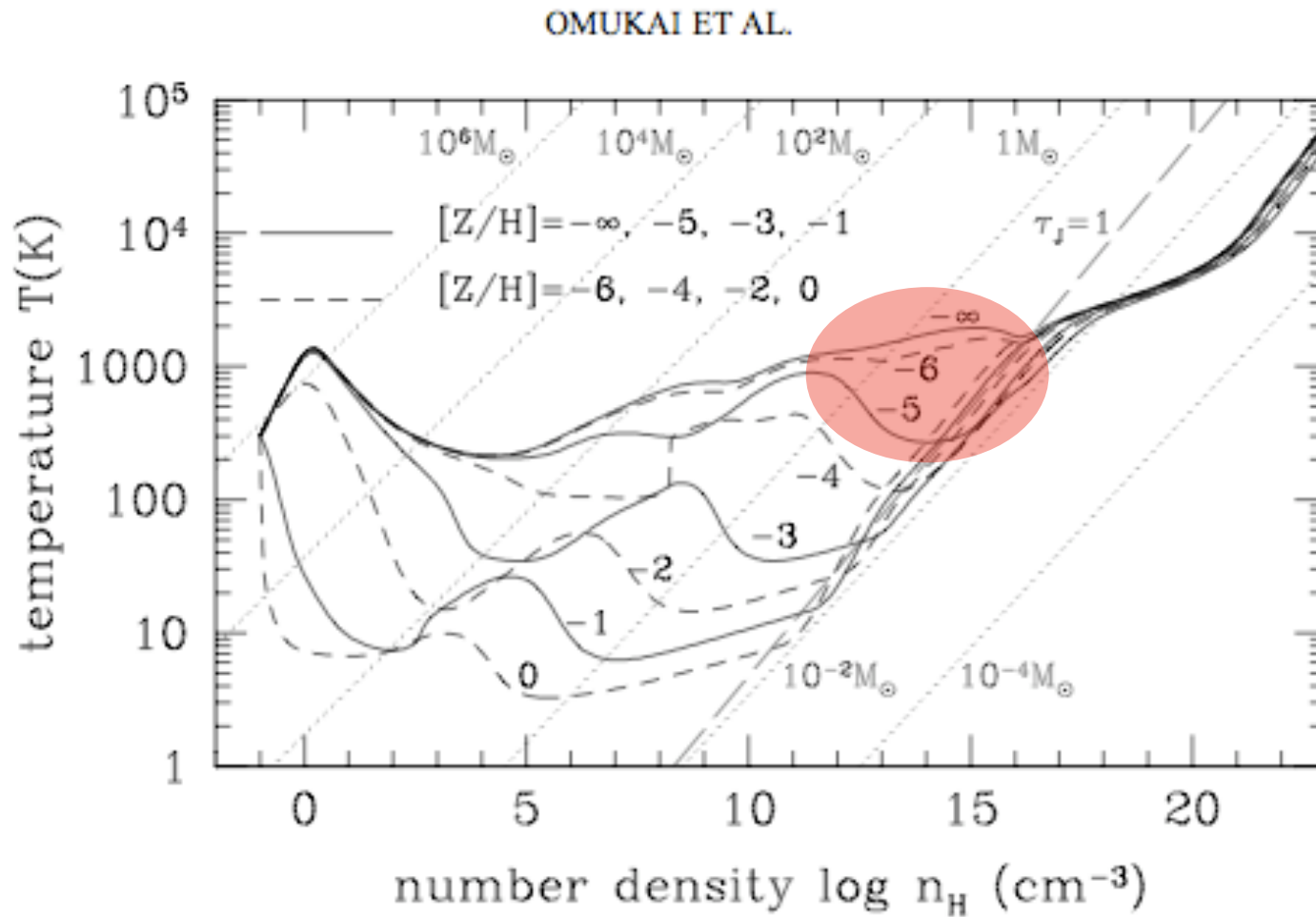


(Spaans & Silk 2005)



(Klessen et al. 2007)

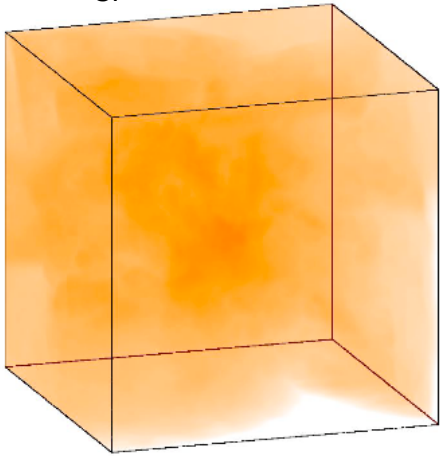
Übergang: Pop III --> Pop II.5



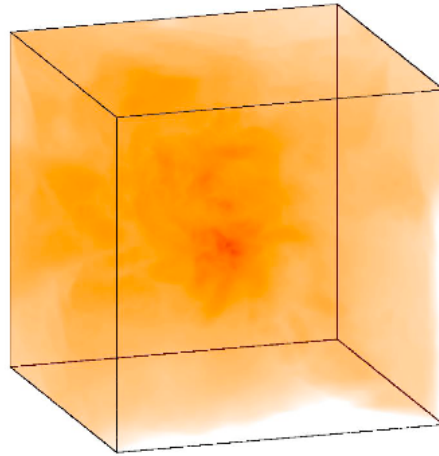
(Omukai et al. 2005)

Staubinduzierte Frag. bei $Z=10^{-5}$

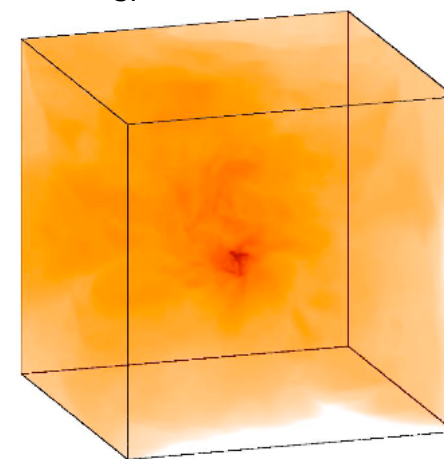
$t = t_{\text{SF}} - 67 \text{ yr}$



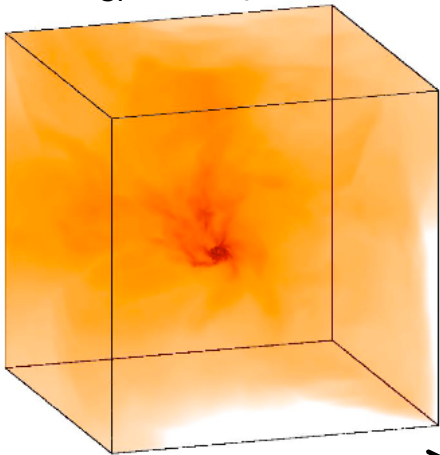
$t = t_{\text{SF}} - 20 \text{ yr}$



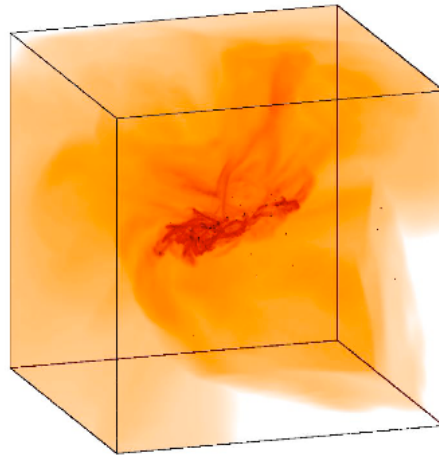
$t = t_{\text{SF}}$



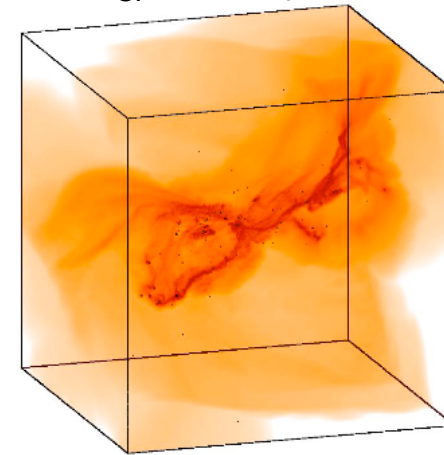
$t = t_{\text{SF}} + 53 \text{ yr}$



$t = t_{\text{SF}} + 233 \text{ yr}$



$t = t_{\text{SF}} + 420 \text{ yr}$

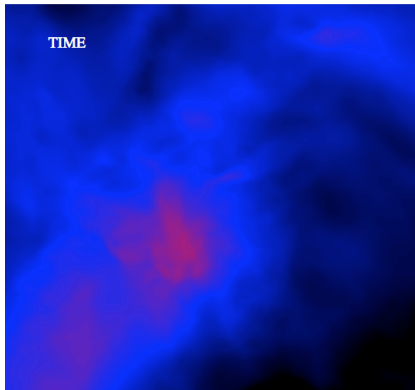


←→
400 AU

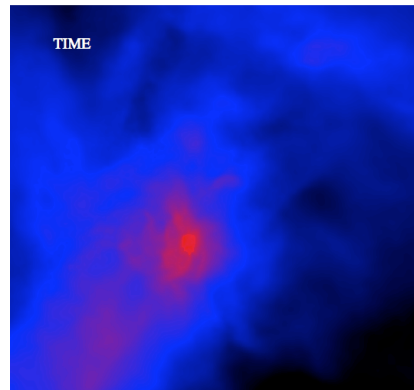
(Clark, Glover, Klessen 2007)

Staubinduzierte Frag. bei $Z=10^{-5}$

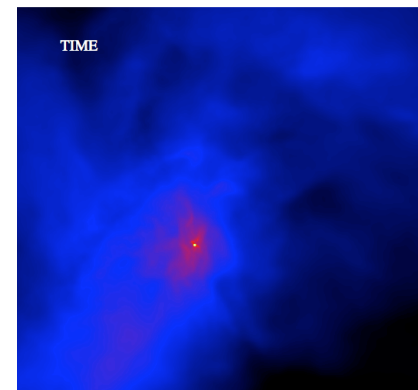
$t = t_{\text{SF}} - 67 \text{ yr}$



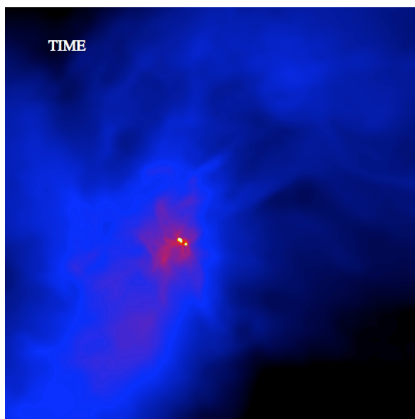
$t = t_{\text{SF}} - 20 \text{ yr}$



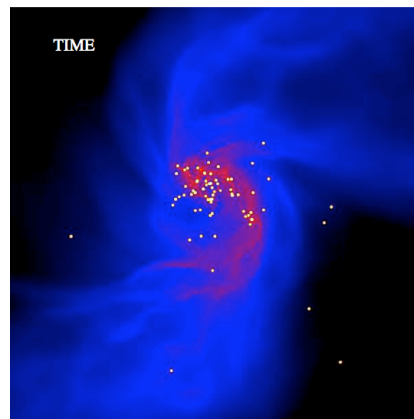
$t = t_{\text{SF}}$



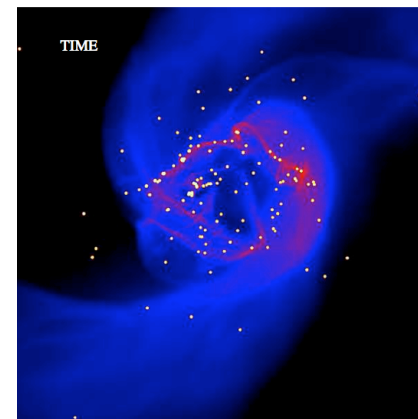
$t = t_{\text{SF}} + 53 \text{ yr}$



$t = t_{\text{SF}} + 233 \text{ yr}$



$t = t_{\text{SF}} + 420 \text{ yr}$



(Clark et al. 2007)

Aufbau des Sternhaufens

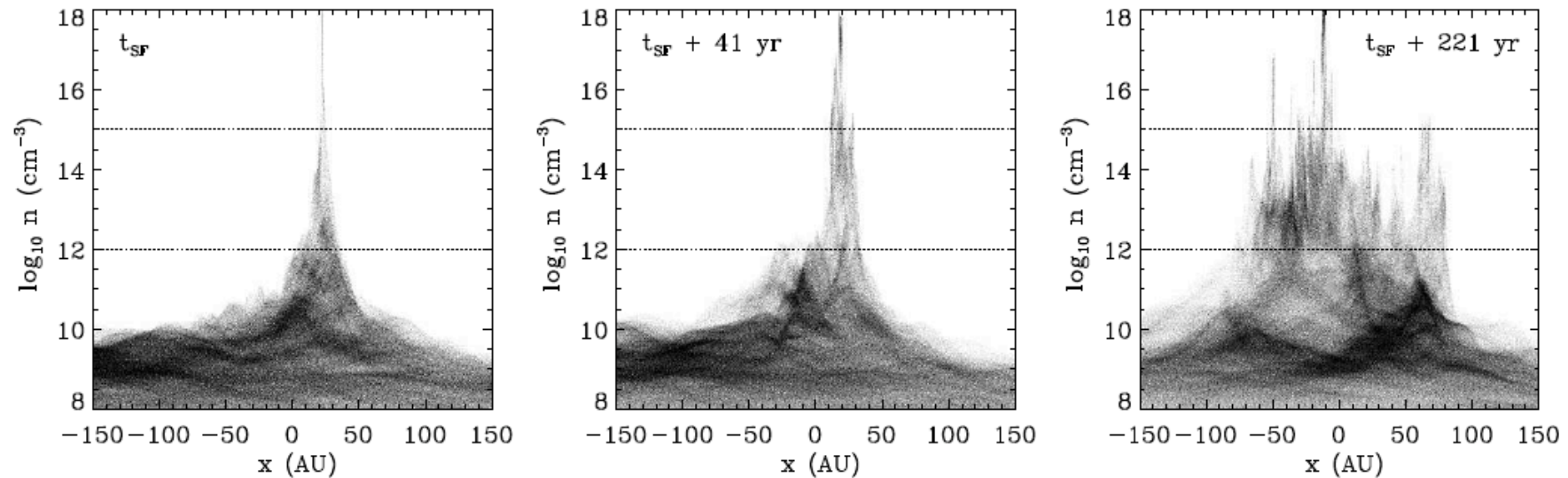
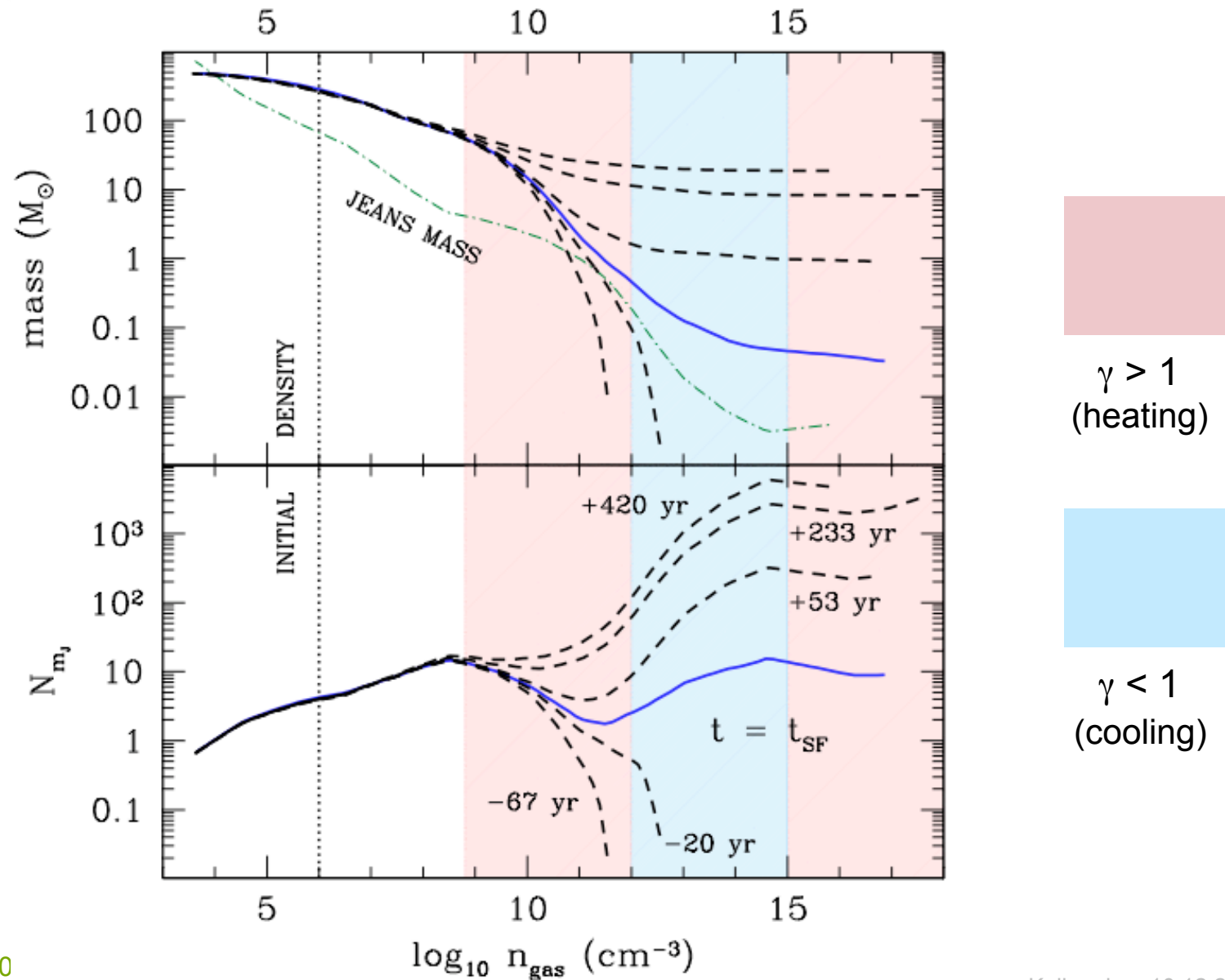


FIG. 3.— We illustrate the onset of the fragmentation process in the high resolution $Z = 10^{-5} Z_{\odot}$ simulation. The graphs show the densities of the particles, plotted as a function of their x -position. Note that for each plot, the particle data has been centered on the region of interest. We show here results at three different output times, ranging from the time that the first star forms (t_{SF}) to 221 years afterwards. The densities lying between the two horizontal dashed lines denote the range over which dust cooling lowers the gas temperature.

—————→
Zeit

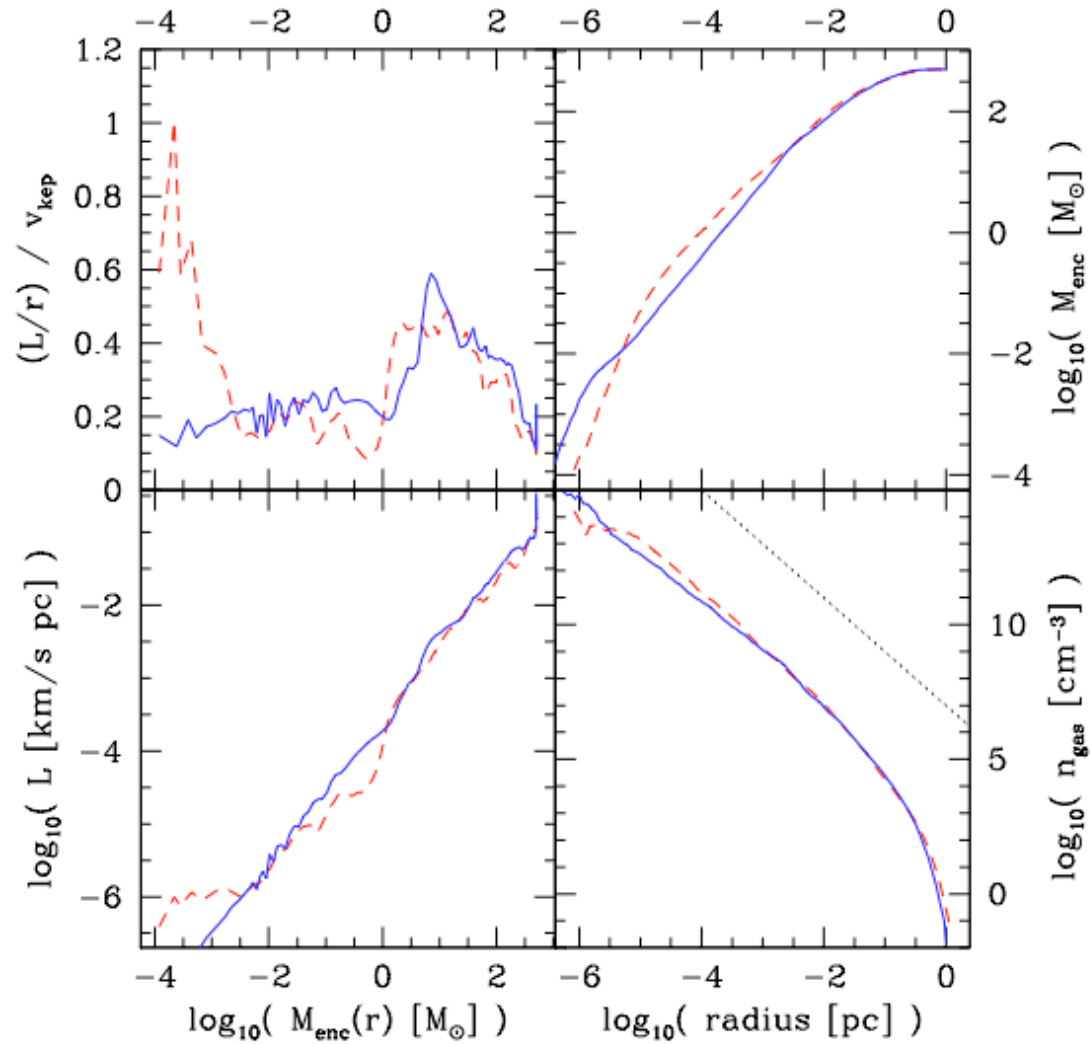
Aufbau des Sternhaufens



(Clark et al. 20

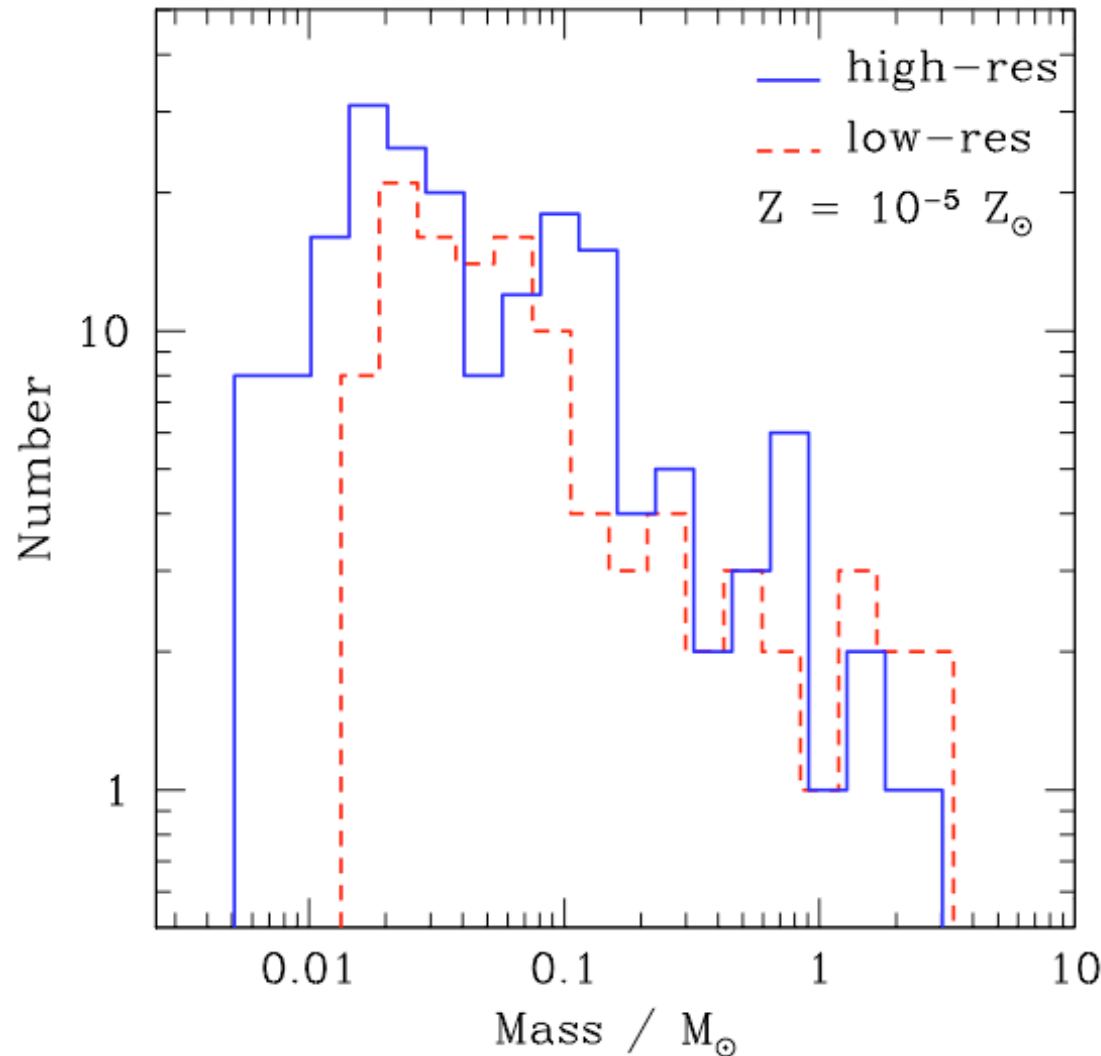
Eigenschaften des Gases

Gaseigenschaften zum Zeitpunkt der
Bildung des ersten Sternes



(Clark et al. 2007)

Staubinduzierte Frag. bei $Z=10^{-5}$



extrem dichter Haufen
masearmer Sterne:

- Maximum der IMF unterhalb von $1 M_{\text{sun}}$
- Haufen SEHR dicht
 $n_{\text{stars}} = 2.5 \times 10^9 \text{ pc}^{-3}$
- Fragmentation bei Dichten von
 $n_{\text{gas}} = 10^{12} - 10^{13} \text{ cm}^{-3}$

(Clark et al. 2007)

Vergleiche unterschiedliche Z

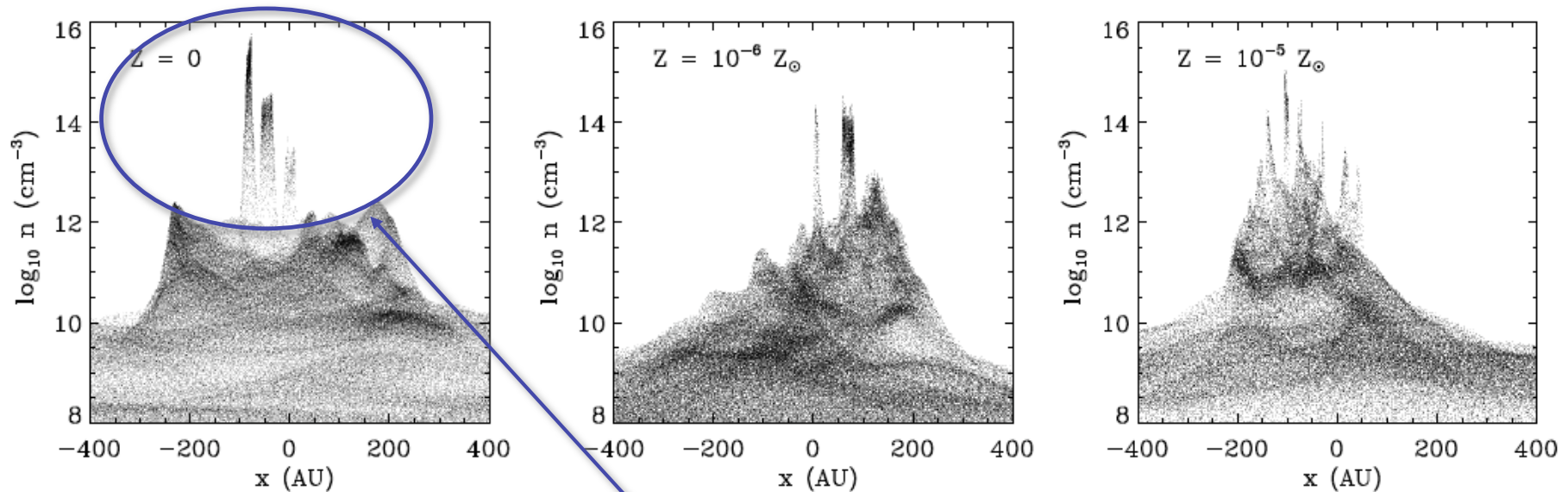


FIG. 6.— Particle densities as a function of position in the low-resolution simulations, for the primordial (left), $Z = 10^{-6} Z_{\odot}$ (middle) and $Z = 10^{-5} Z_{\odot}$ simulations (right). The particles are plotted once the protostars in each simulation have accreted $19 M_{\odot}$ of gas.

Selbst metallfreies Gas fragmentiert
(wenn auch wesentlich schwächer) !

Unterschied zwischen
Pop III.1 & Pop III.2 ?

(Clark et al. 2007)

Vergleiche unterschiedliche Z

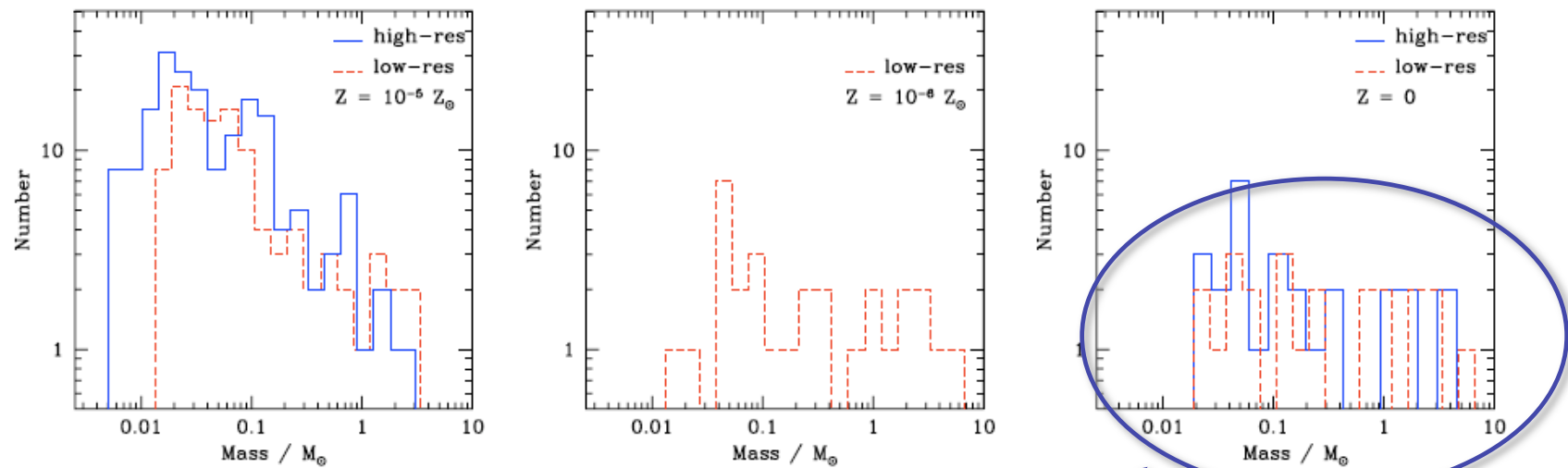


FIG. 4.— Mass functions resulting from simulations with metallicities $Z = 10^{-5} Z_{\odot}$ (left-hand panel), $Z = 10^{-6} Z_{\odot}$ (center panel), and $Z = 0$ (right-hand panel). The plots refer to the point in each simulation at which $19 M_{\odot}$ of material has been accreted (which occurs at a slightly different time in each simulation). The mass resolutions are $0.002 M_{\odot}$ and $0.025 M_{\odot}$ for the high and low resolution simulations, respectively. Note the similarity between the results of the low-resolution and high-resolution simulations. The onset of dust-cooling in the $Z = 10^{-5} Z_{\odot}$ cloud results in a stellar cluster which has a mass function similar to that for present day stars, in that the majority of the mass resides in the lower-mass objects. This contrasts with the $Z = 10^{-6} Z_{\odot}$ and primordial clouds, in which the bulk of the cluster mass is in high-mass stars.

Selbst metallfreies Gas fragmentiert
(wenn auch wesentlich schwächer) !

Unterschied zwischen
Pop III.1 & Pop III.2 ?

(Clark et al. 2007)

Zusammenfassung

Sternentstehung

- Sterne entstehen in *überschall-turbulenten Molekülwolken*.
- Interstellare Turbulenz zerfällt rasch
→ *Energieeintrag, oder SE Zeitskala*
 $\approx \tau_{ff}$ ← **BEIDES !!!**
- *Protosterne bilden sich durch gravoturbulent Fragmentation*
(lokaler Kollaps schockkomprimierten Gases, B-Felder modifizieren Effizienz des Prozesses nicht wesentlich)
- *Fast alle Sterne bilden sich in Haufen.*
→ *Wechselwirkung in der Hauptakkretionsphase*
- SE *Zeitskala* und *räumliche Verteilung* der Sterne bestimmt durch Eigenschaften der ISM Turbulenz
(*isolierte SE* vs. *SE in Haufen*)
- Stellares Massenspektrum durch Umwelteinfluß bestimmt (keine Selbstregulierung).
(auch massive Sterne können sich durch Kollaps bilden)

SE ist stochastischer Prozess!!!

Ausblick

- Komplettes Bild: *Verbinde die (lokale) Sternentstehung mit der globalen dynamischen Entwicklung der Galaxie!*
 - Wie *beeinflussen* globale Prozesse die SE auf kleinen Skalen? Deren Summe wiederum ergibt die *globale* SE-Geschichte der Galaxie
- Und umgekehrt: *Wie beeinflusst SE auf kleinen Skalen die globalen Eigenschaften der Milchstraße?*
 - Was treibt Turbulenz im interstellaren Medium?
 - Welche *Mischungseigenschaften* hat ISM Turbulenz → wichtig für das Verständnis der chemischen Entwicklung der Milchstraße
 - „Galactic Fountains“, Materiekreislauf, Schmidt Gesetz, Relation Galaxienmasse - zentrales Schwarzes Loch
- *Wann, wo und wie bilden sich die erste und zweite Sterngeneration (Pop III --> Pop II.5)*
 - Welche Masse haben Pop III? Welche Rolle spielen Umwelteinflüsse?
 - Kosmische Reionisation, Bildung der ersten Galaxien

Danke!