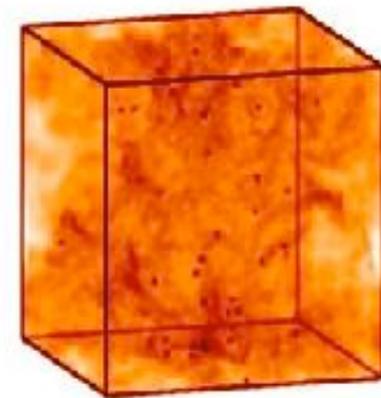
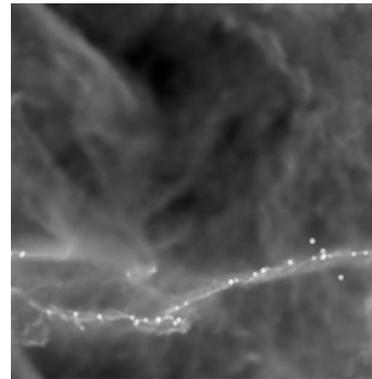
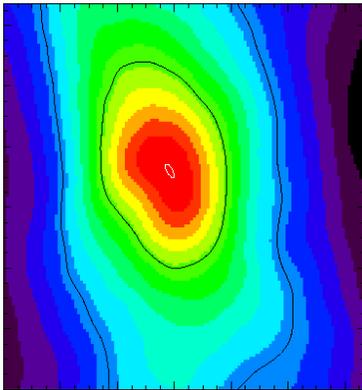


Die turbulente Geburt der Sterne



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

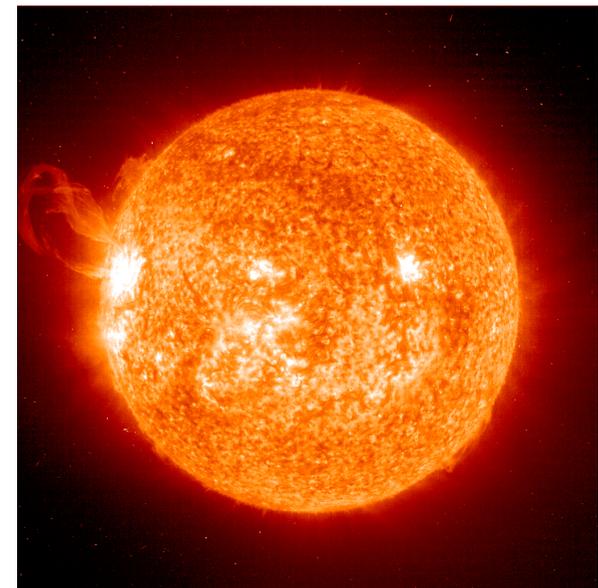
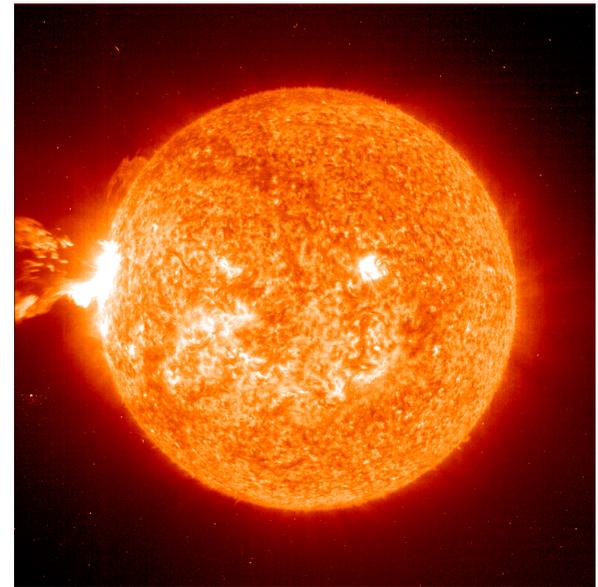
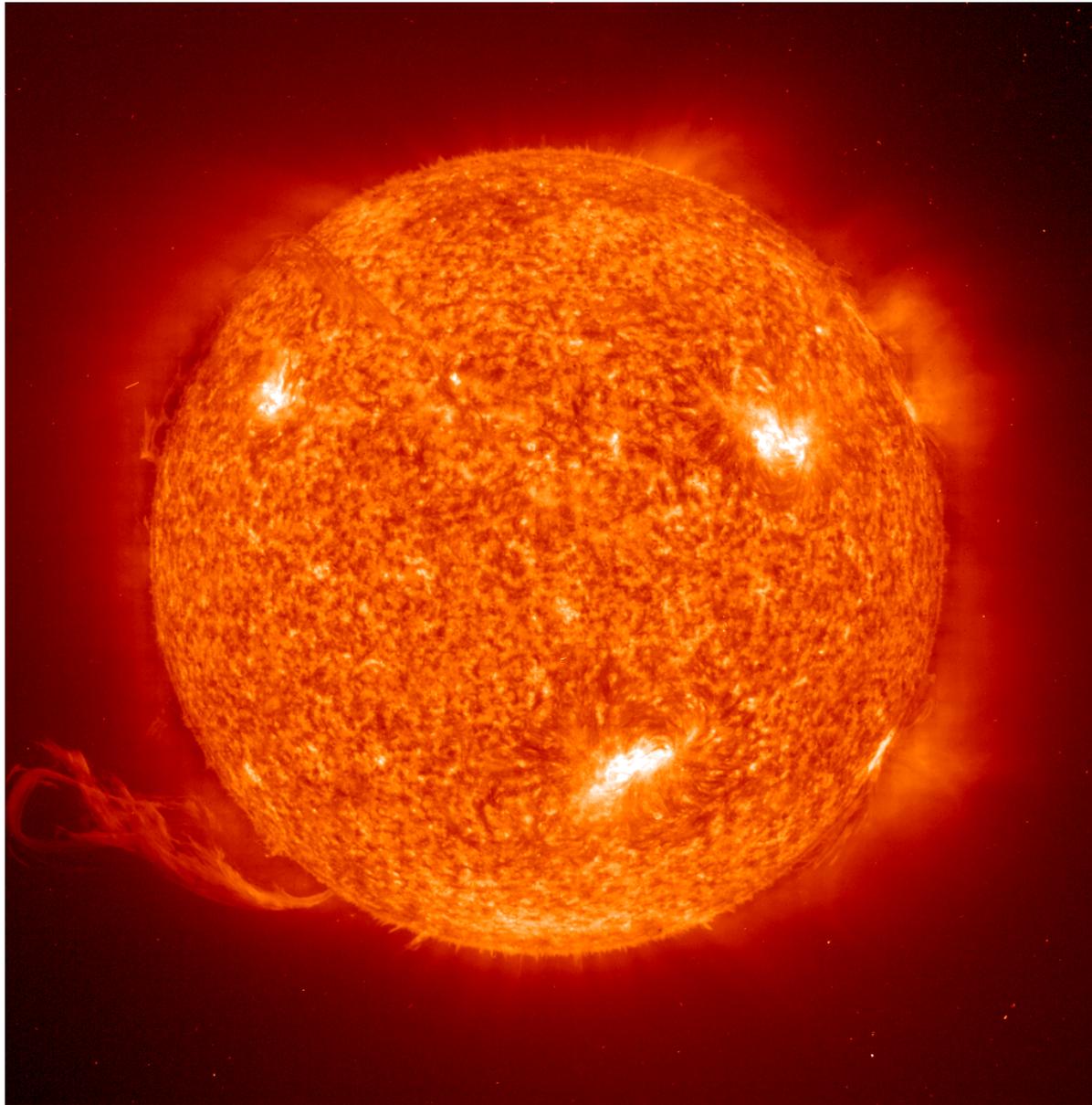
BEISPIELE

- Stellare Massenfunktion

Phänomenologie

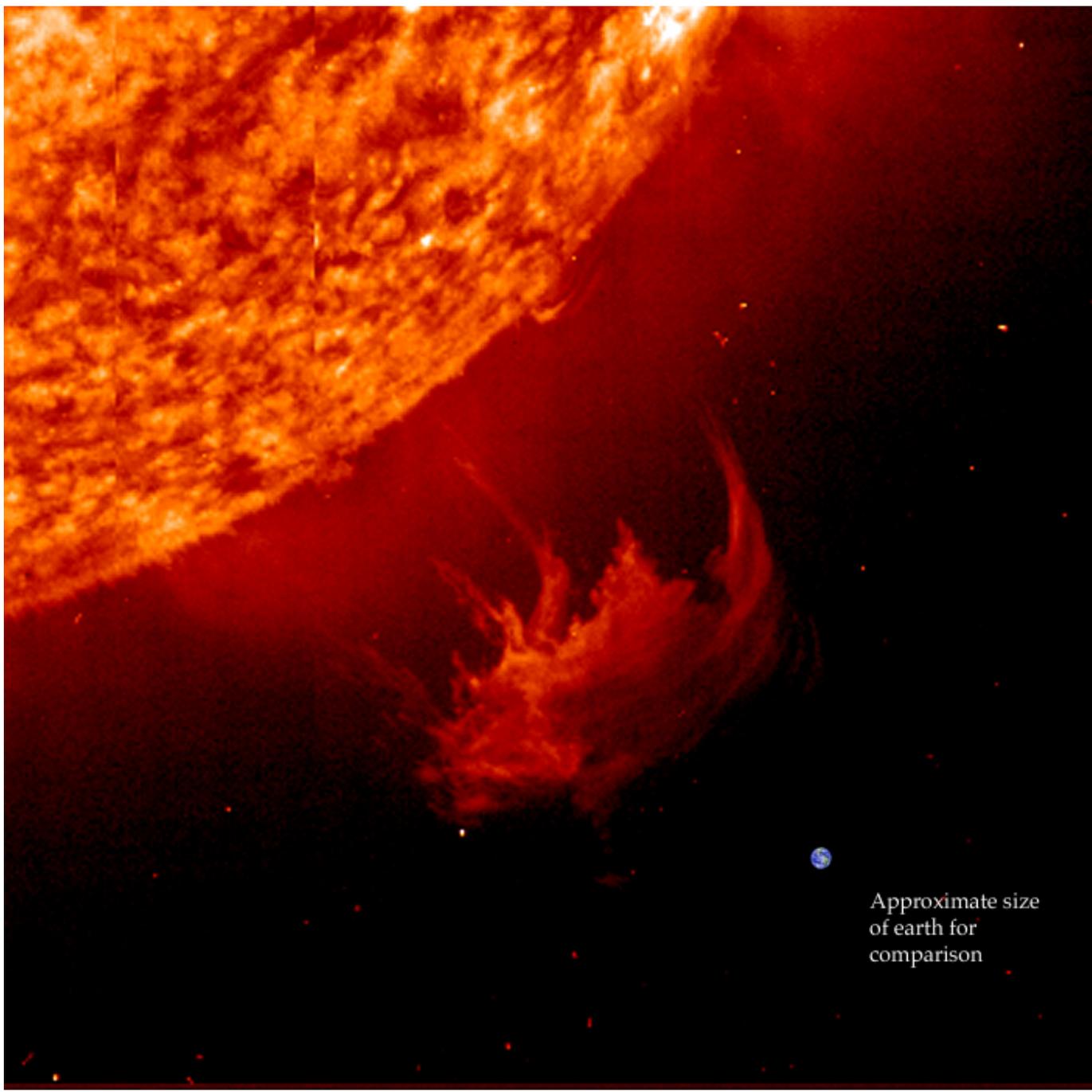
Theorie

WAS?



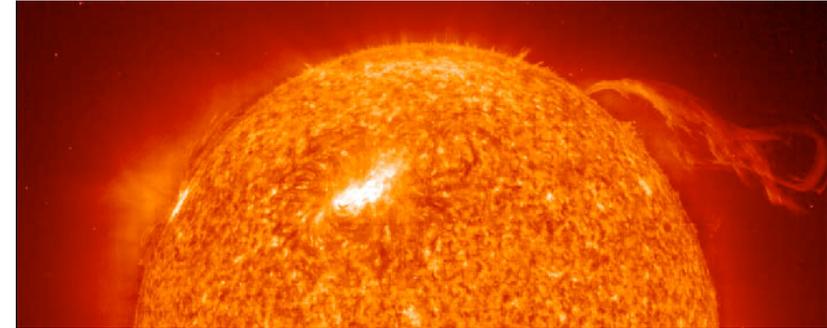
Unsere Sonne in verschiedenen Aktivitätsphasen

Größenvergleich: Sonne - Erde



Sterne: die Sonne

Eigenschaften der Sterne
(Stellare Zustandsgrößen):



Unsere Sonne \odot als Referenzstern

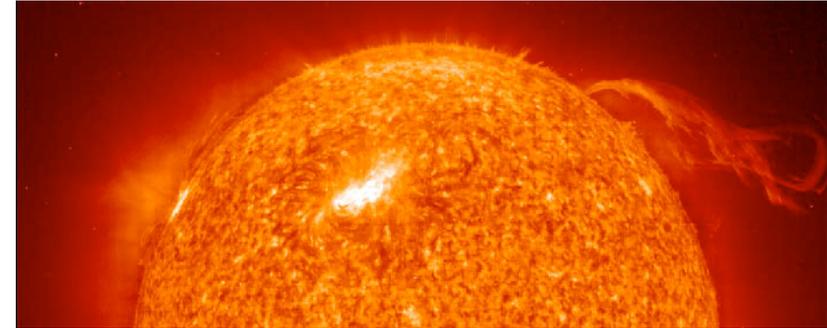
Radius	R_{\odot}	696 000 km
Masse	M_{\odot}	$1,989 \times 10^{30}$ kg
Leuchtkraft	L_{\odot}	$3,86 \times 10^{26}$ W
effektive Temperatur	T_{eff}	5800 K (Oberfläche)
Zentraltemperatur	T_{zentral}	15×10^6 K
Alter	t_{\odot}	4.5×10^9 a

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

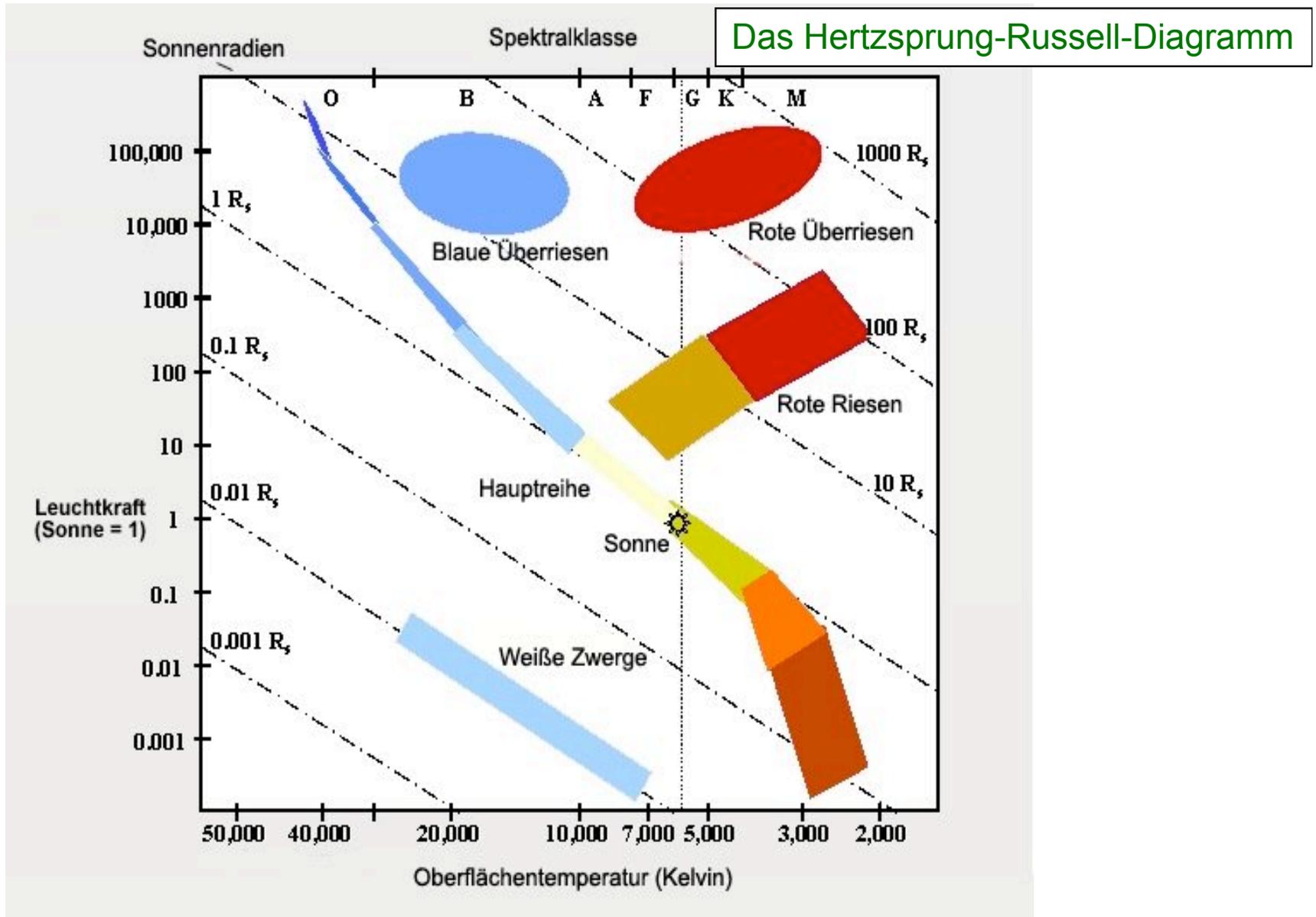
Radius	R_{\odot}	7×10^{10} cm
Masse	M_{\odot}	2×10^{33} g
Leuchtkraft	L_{\odot}	4×10^{33} erg/s
effektive Temperatur	T_{eff}	5800 K
Zentraltemperatur	T_{zentral}	15×10^6 K
Alter	t_{\odot}	1.7×10^{17} s

in cgs Einheiten

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

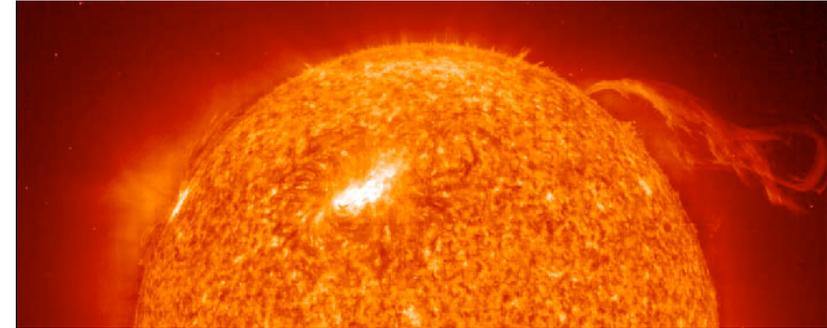
Sterne: Einteilung

Helligkeit / Leuchtkraft



Farbe / Temperatur

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

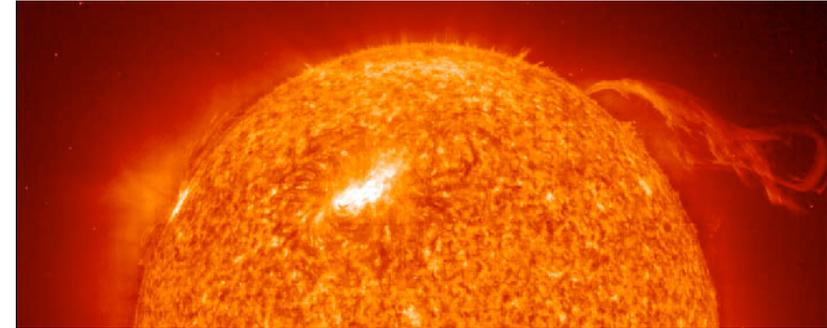
$$n_* \approx 10^4 \text{ pc}^{-3}$$

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

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

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

Sterne: Statistische Charakteristika



Sterndichte in der Sonnenumgebung
Sterndichte im Orion-Trapezhaufen
Sterndichte in Starburst-Regionen

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

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

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

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

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?

Sternentstehung in der Milchstraße

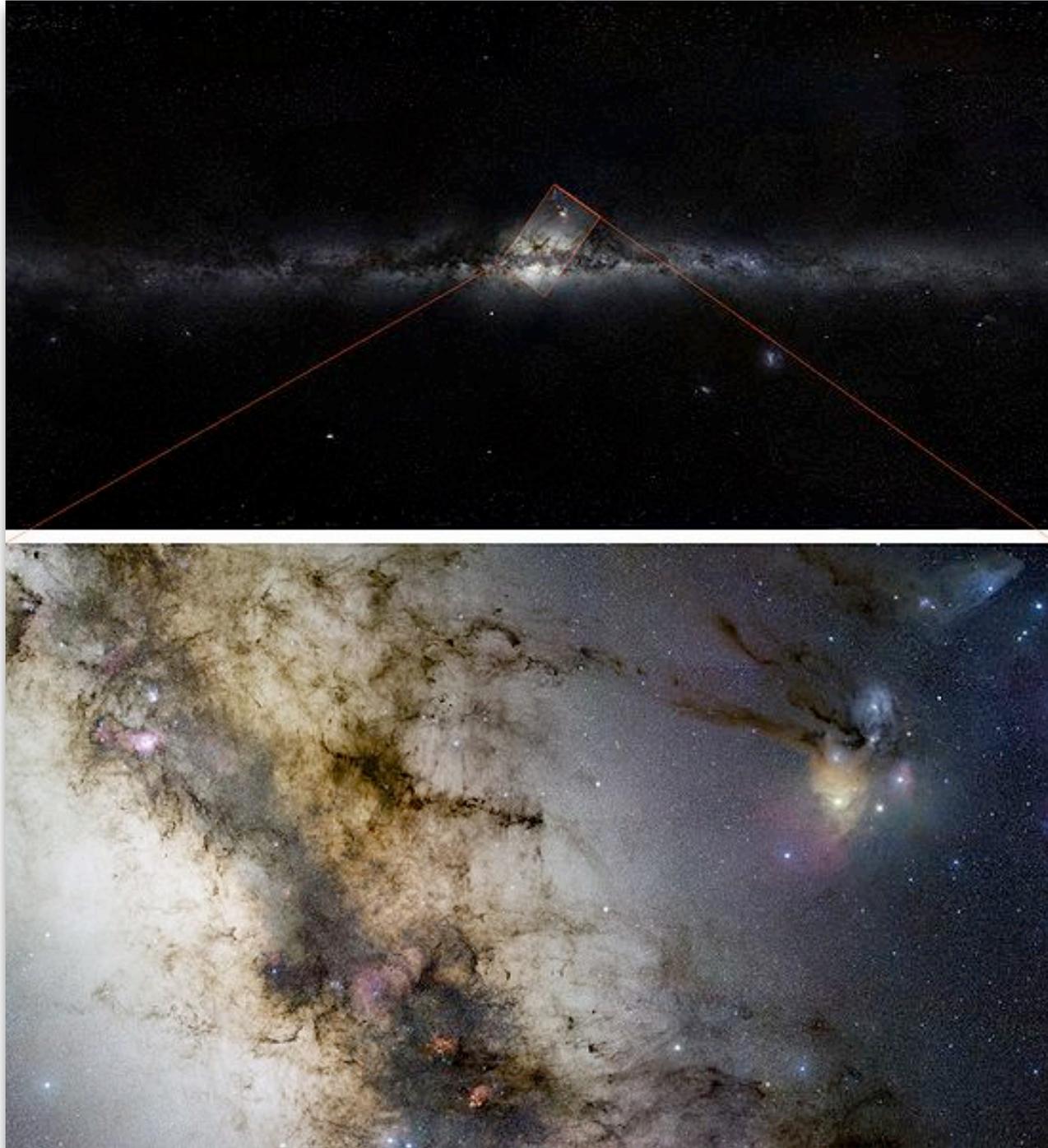


The Milky Way as seen from Death Valley (Wikipedia)

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.



Milky way starscape taken from Paranal.(ESO)

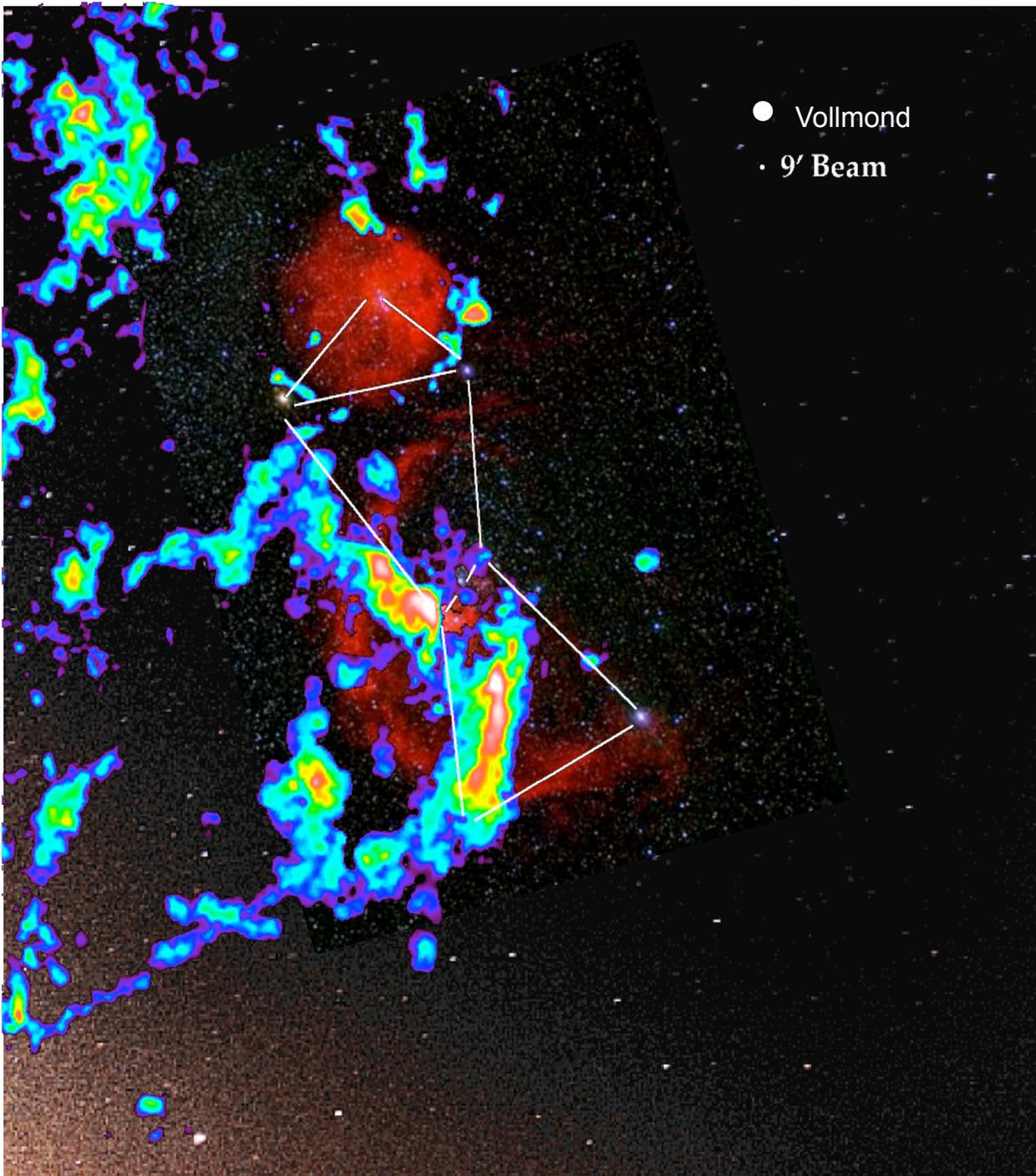




-Milky way starscape taken from Paranal.(ESO)

-Milky way starscape taken from Paranal.(ESO)



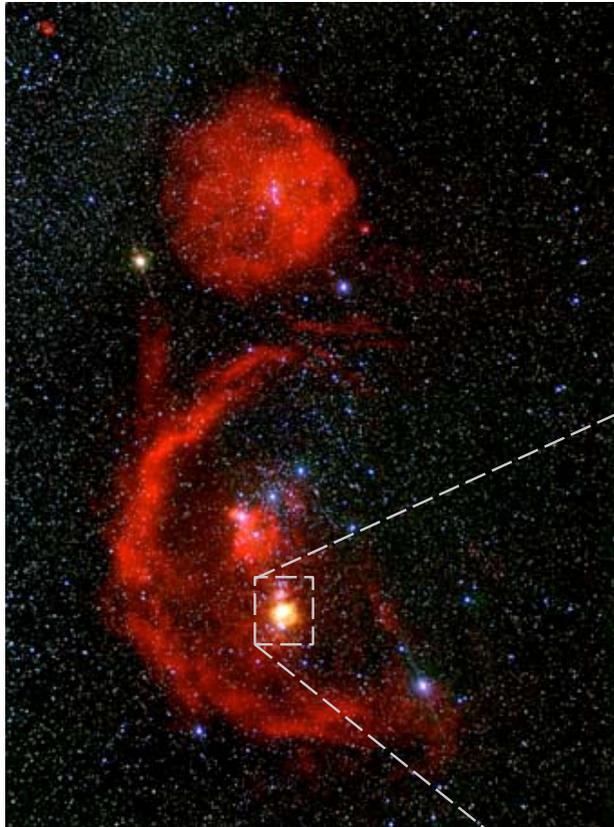


Stern- entstehung in Orion

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)

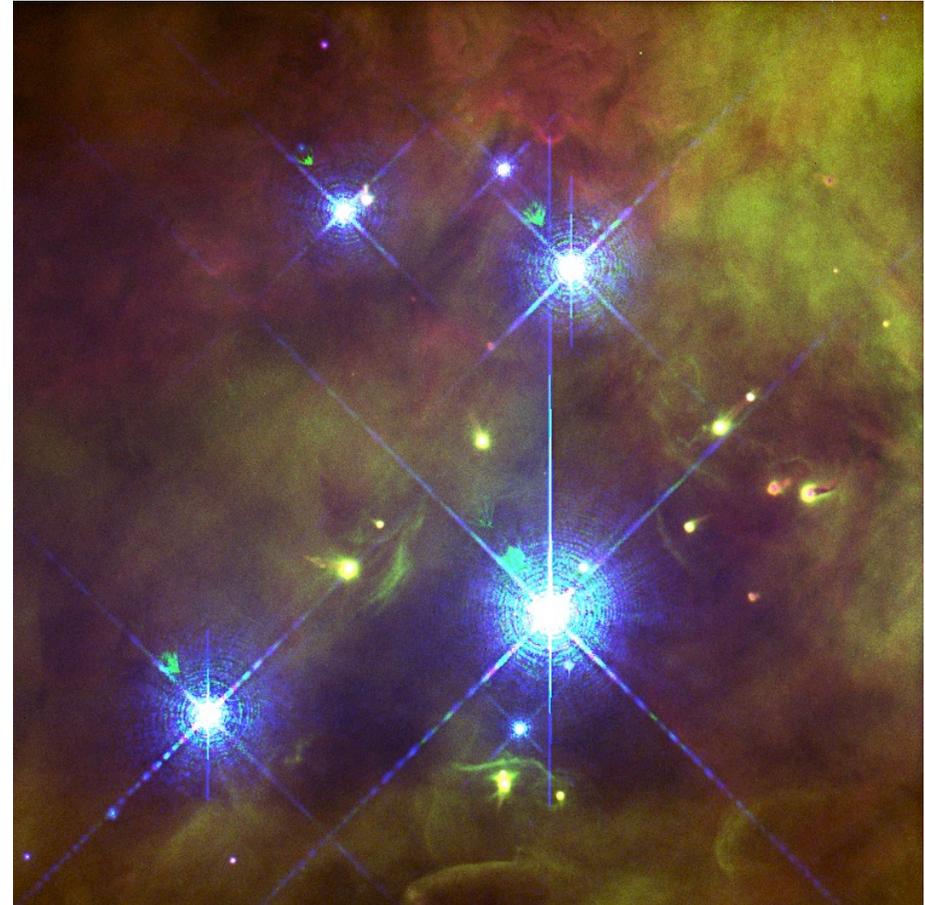
- Sterne entstehen in **Haufen**
- Sterne entstehen in **Molekül-
wolken**
- **Rückkopp-
lungseffekte**
sind wichtig

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

Trapezhaufen: Zentralgebiet

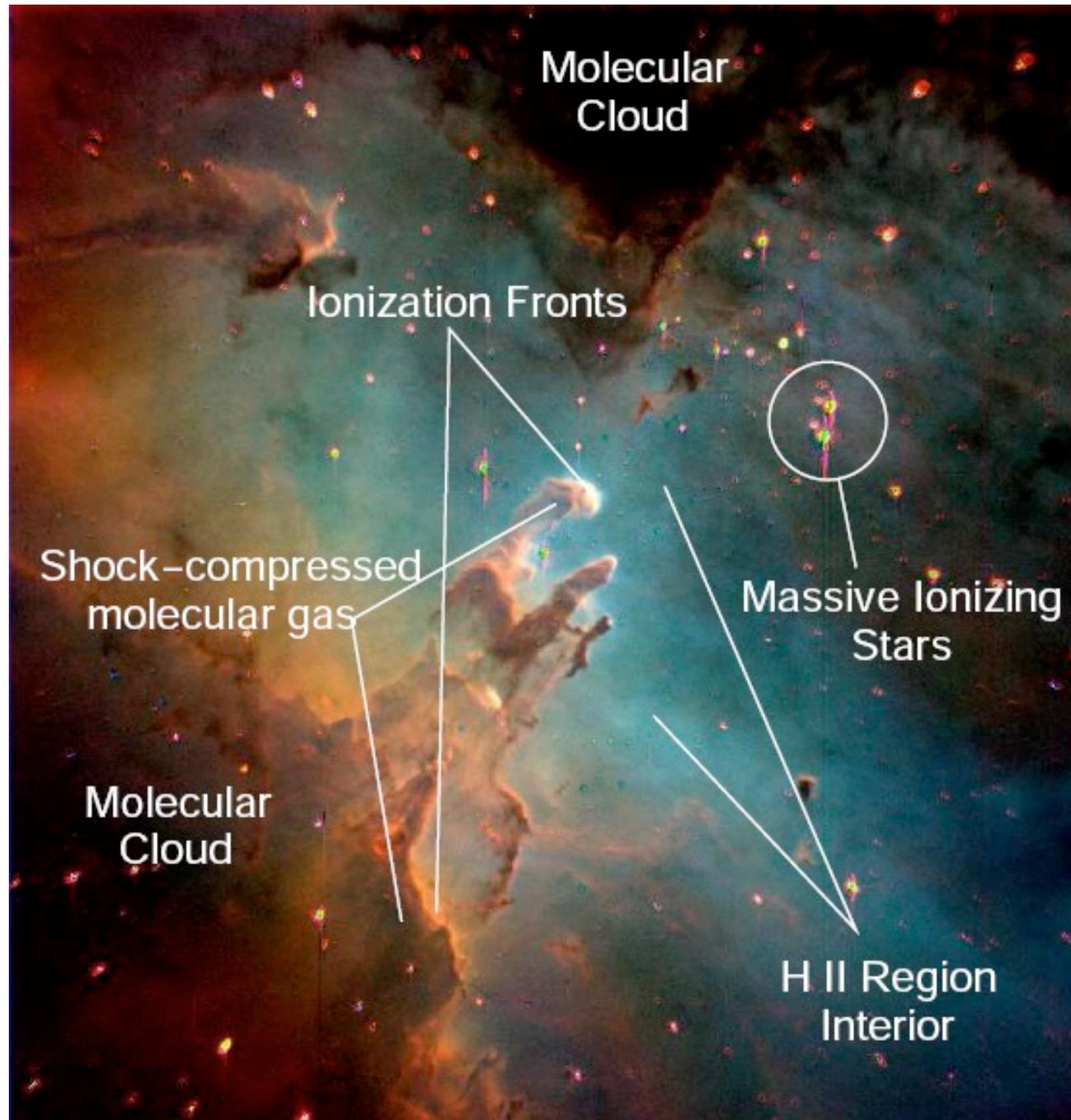


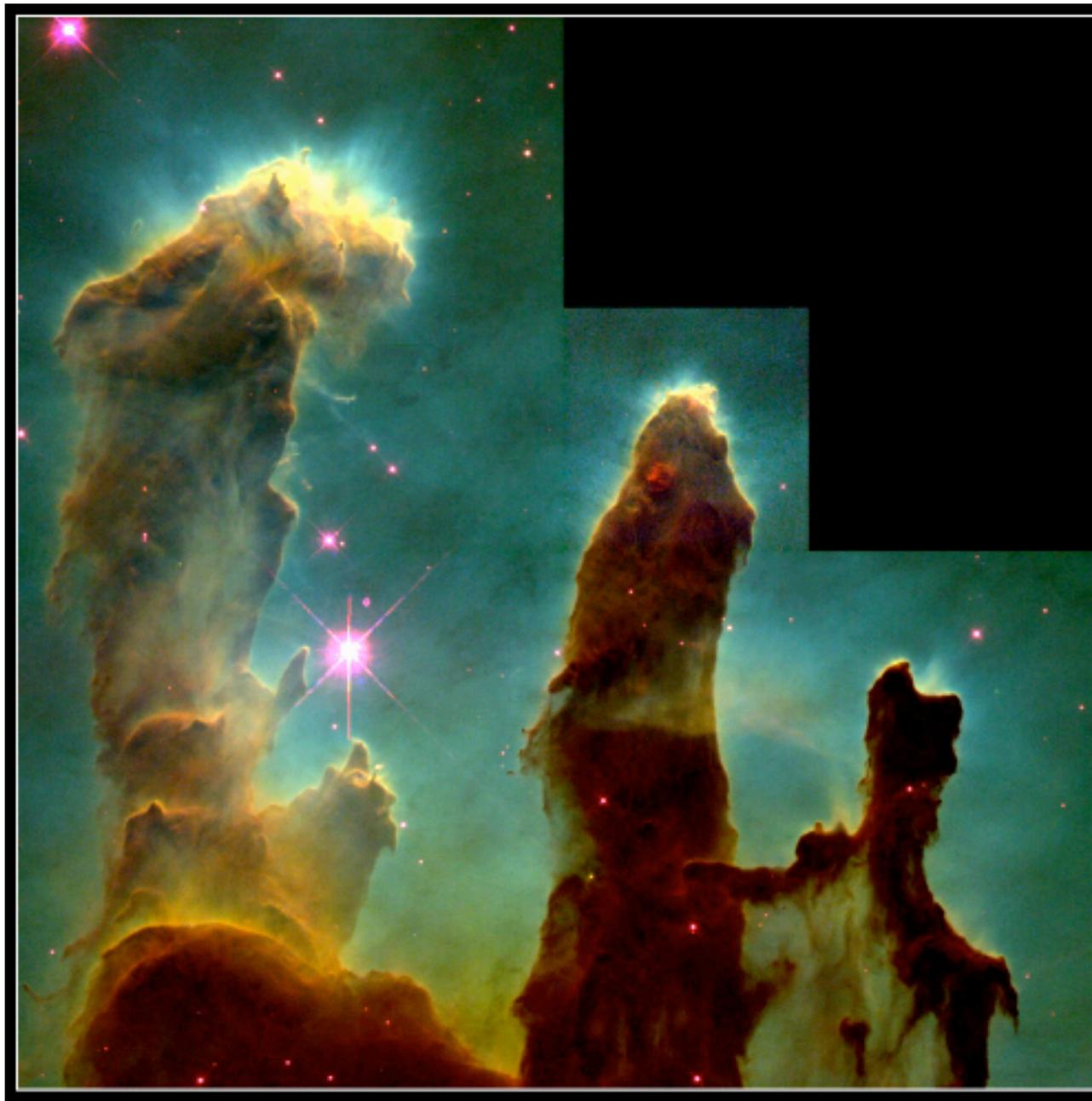
Der Großteil der ionisierenden Strahlung kommt vom Zentralstern $\Theta 1C$ **Orionis**



Proplyds: Verdampfende "protoplanetare" Scheiben um junge massearme Protosterne

alles in einem Bild





HST Aufnahme

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

Ralf Klessen (11.1.11)

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.

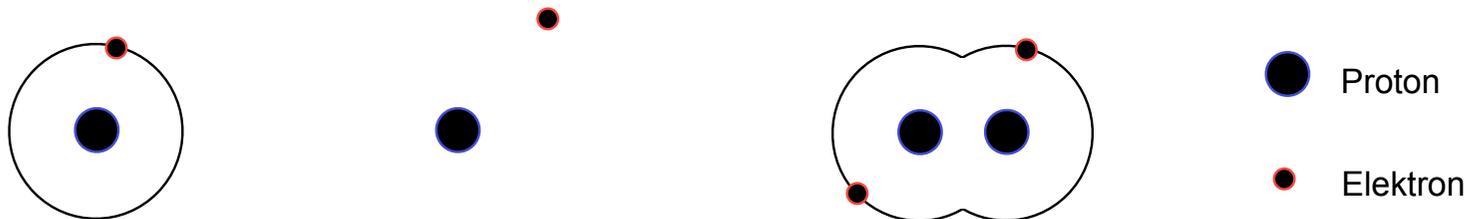
Phasen der ISM

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 $\text{HII (H}^+)$
Neutraler atomarer Wasserstoff HI (H)
Molekularer Wasserstoff H_2

Ionisation
Phasenübergang

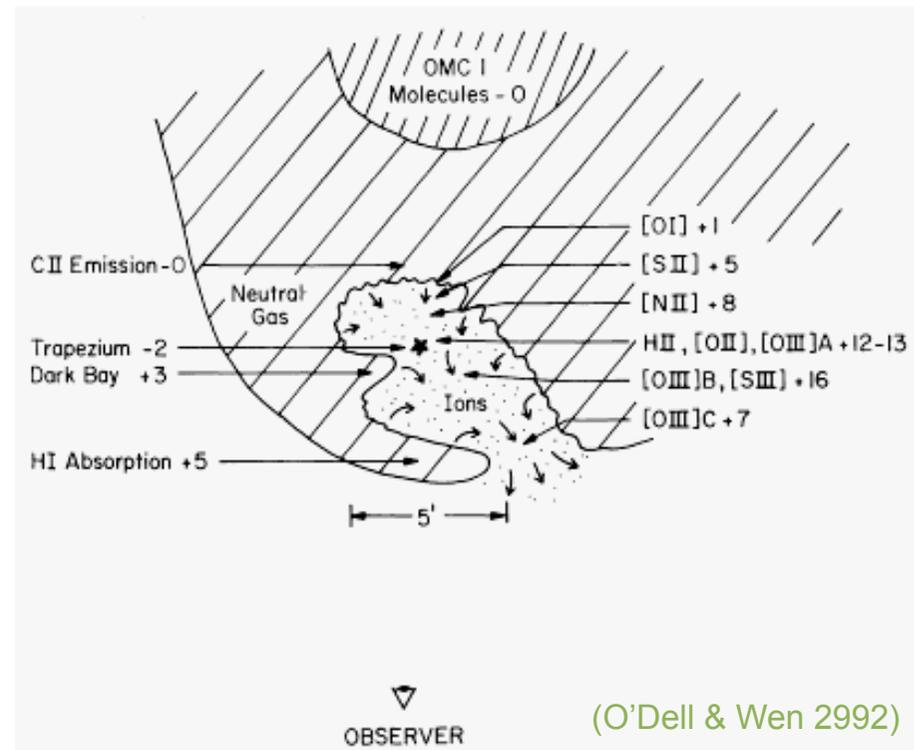


NGC 3324 (Hubble, NASA/ESA)

Phasen der ISM

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


 Ionisation
 Phasenübergang



(Mehrfarbenaufnahme in J,H,K: McCaughrean, ESO VLT)

Phasen der ISM

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

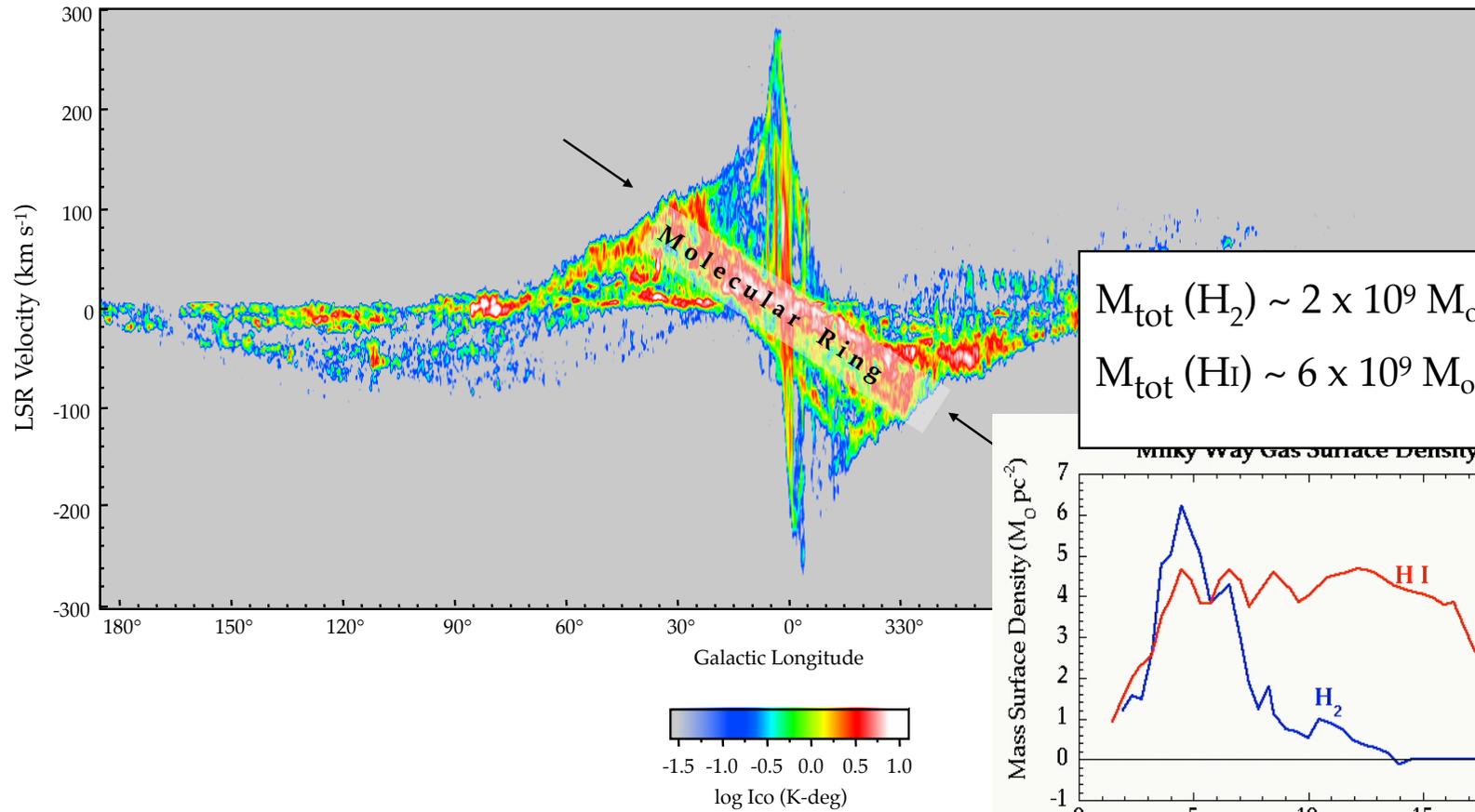
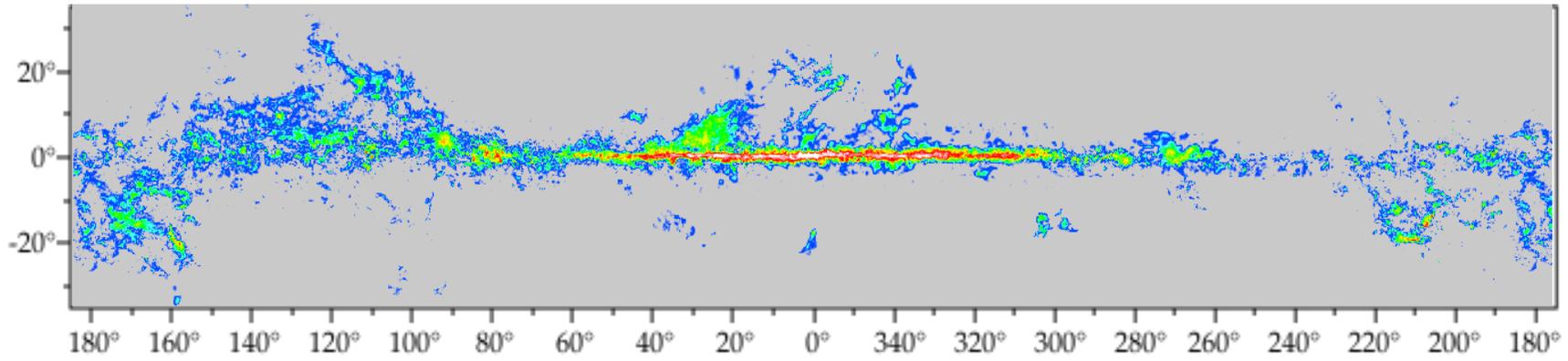
Ionisierter atomarer Wasserstoff HII (H^+)
Neutraler atomarer Wasserstoff HI (H)
Molekularer Wasserstoff H_2

 Ionisation
Phasenübergang

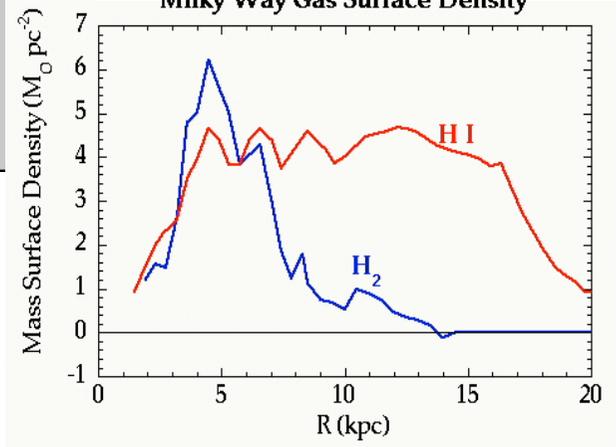
Die jeweiligen Regionen bestehen nahezu zu 100% aus der entsprechenden Komponente, wobei, die Grenzgebiete zwischen HII, H und H_2 sehr dünn sind.

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!

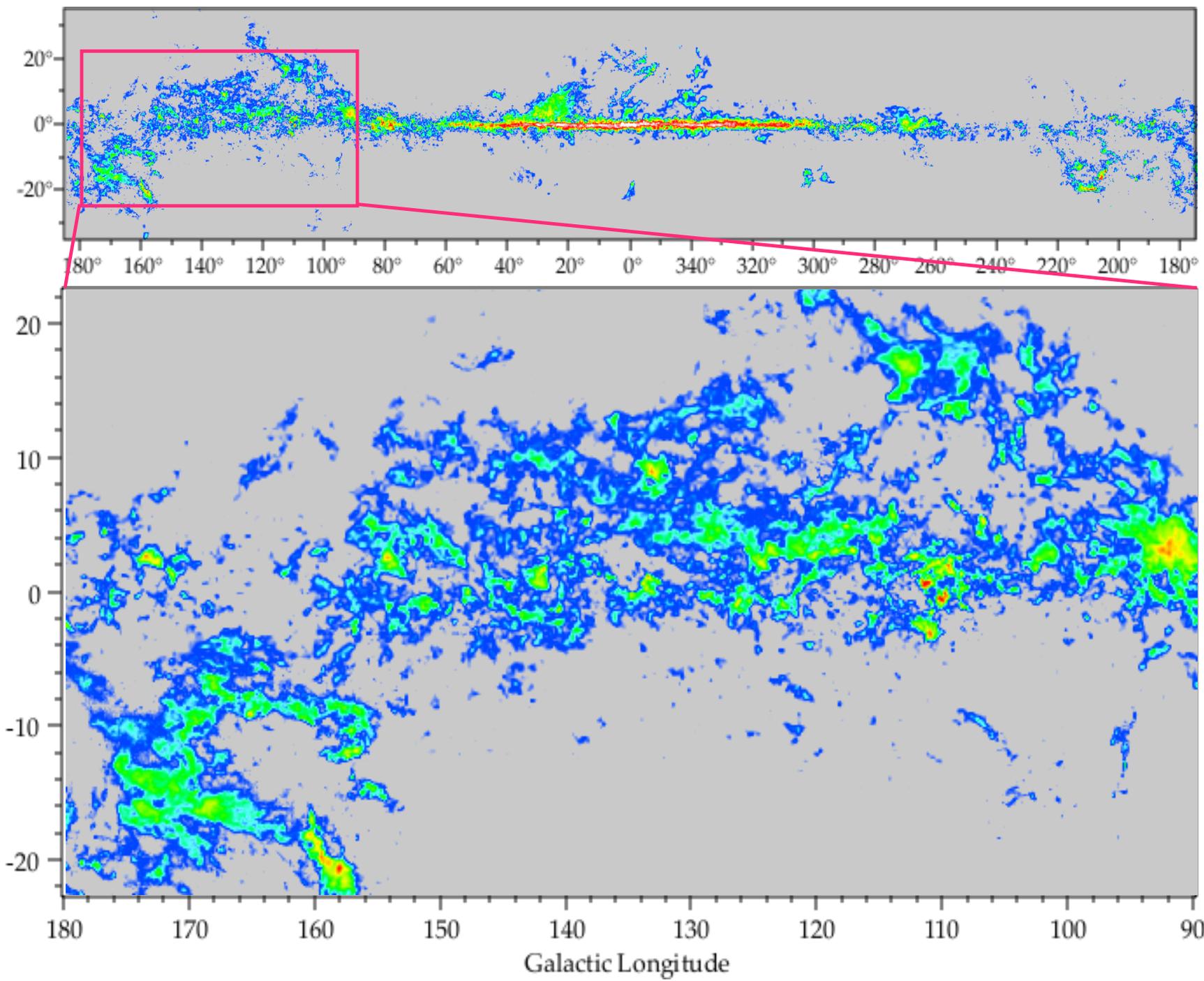
Data from Thomas Dame, CfA Harvard



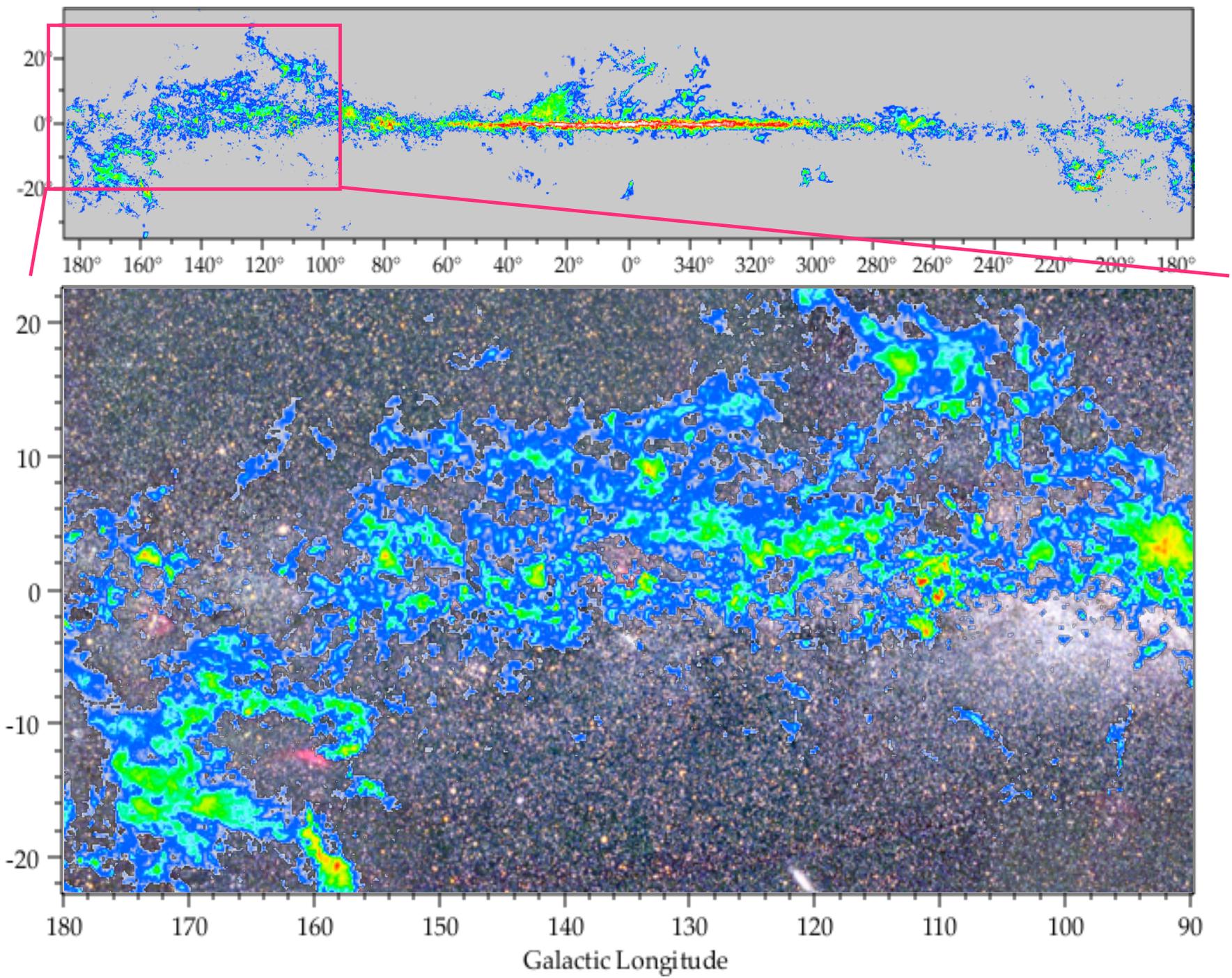
$M_{\text{tot}} (\text{H}_2) \sim 2 \times 10^9 M_{\odot}$
 $M_{\text{tot}} (\text{HI}) \sim 6 \times 10^9 M_{\odot}$



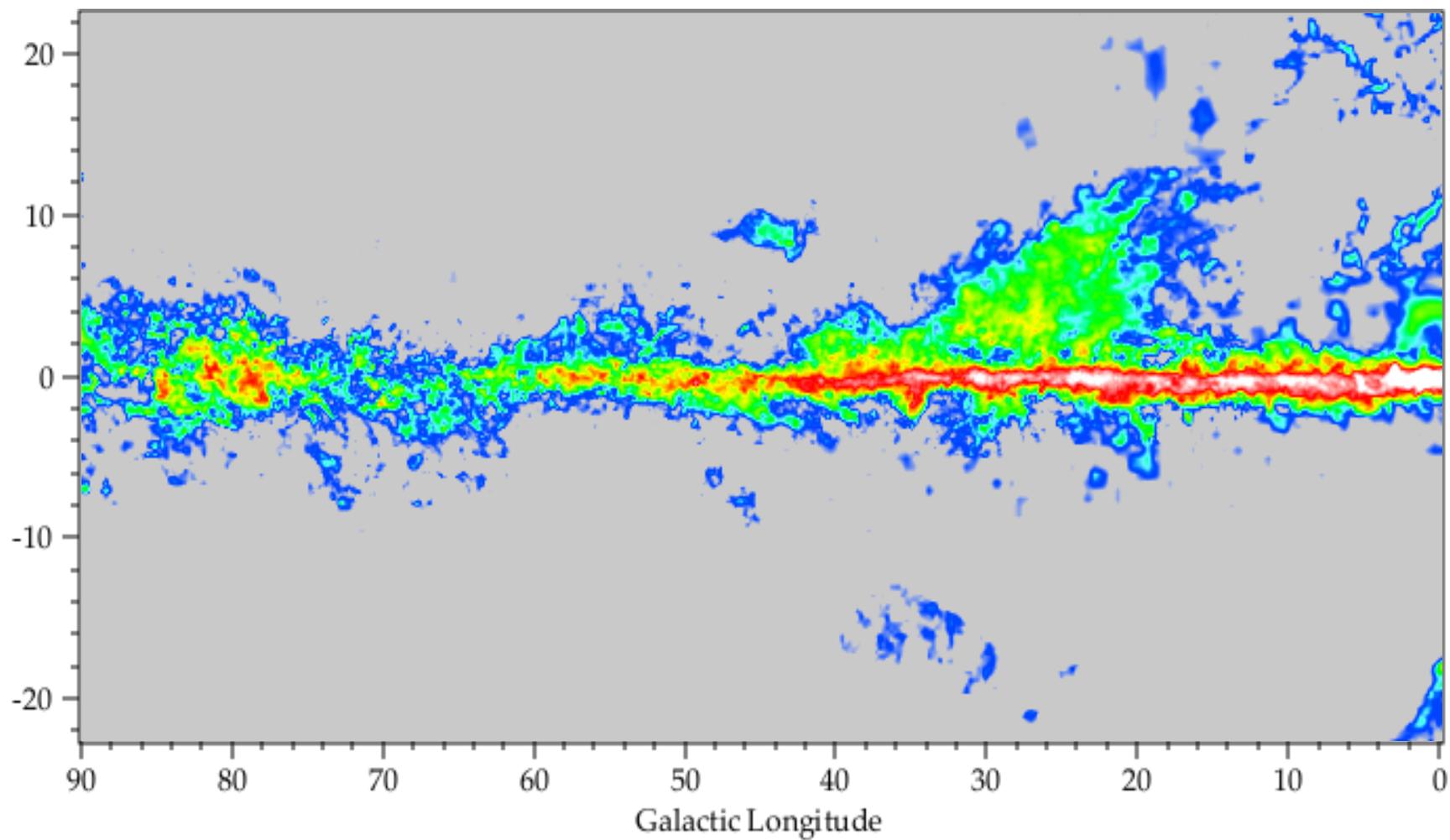
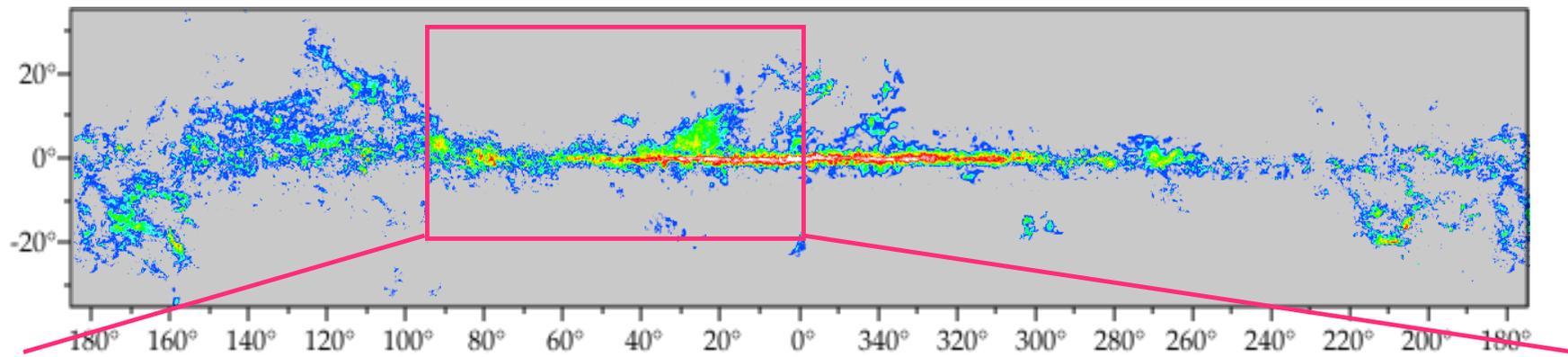
Data from Thomas Dame, CfA Harvard



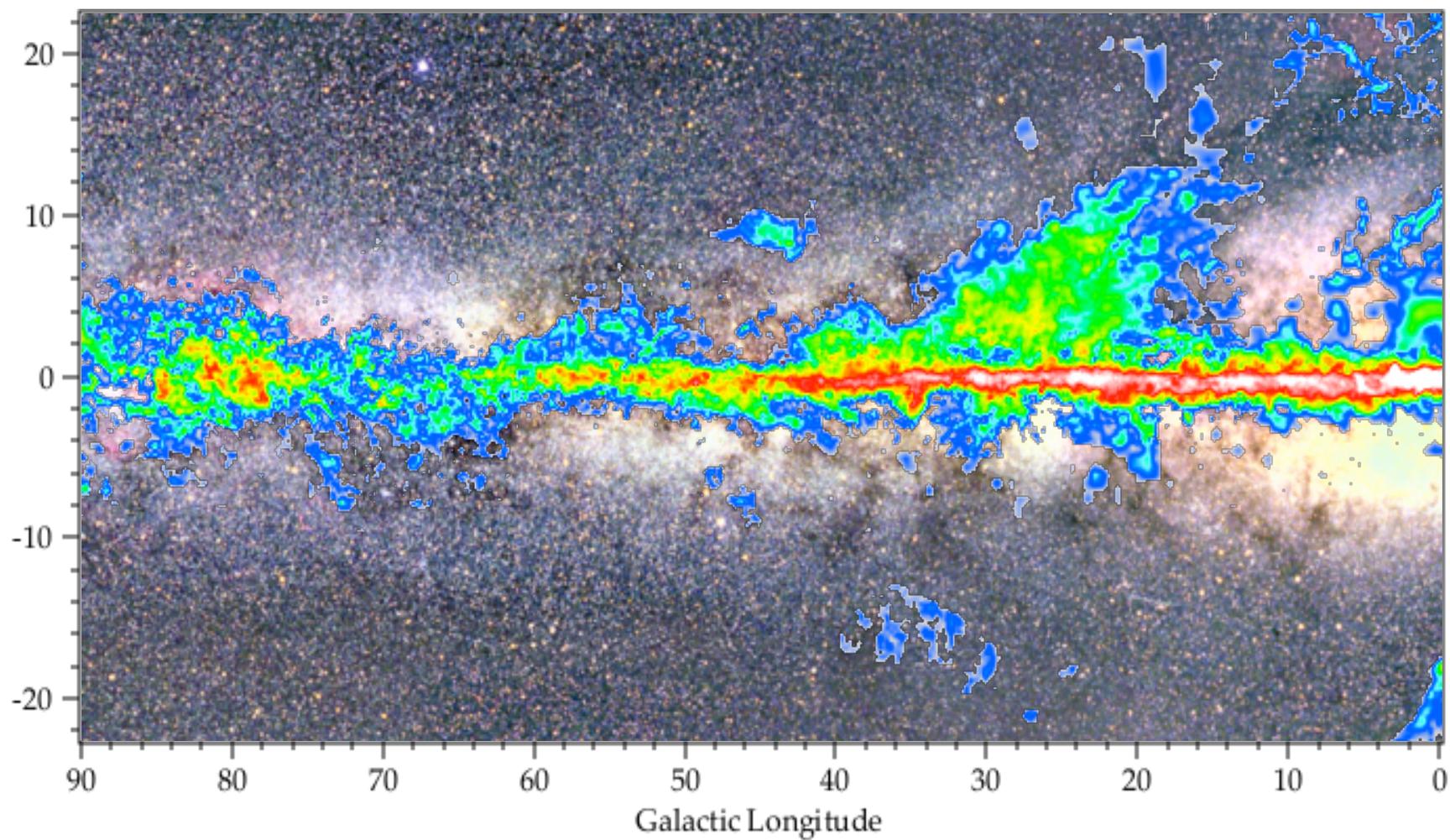
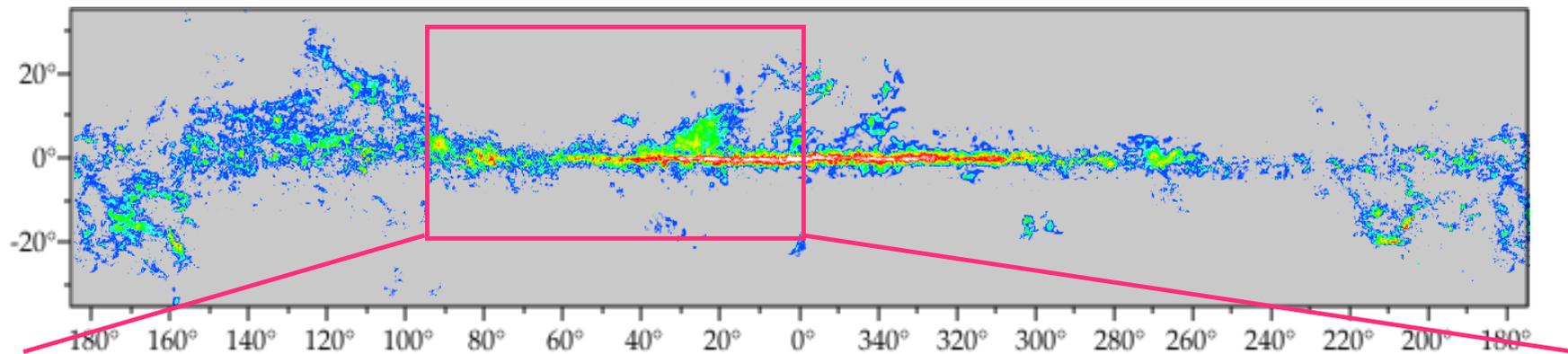
Data from Thomas Dame, CfA Harvard



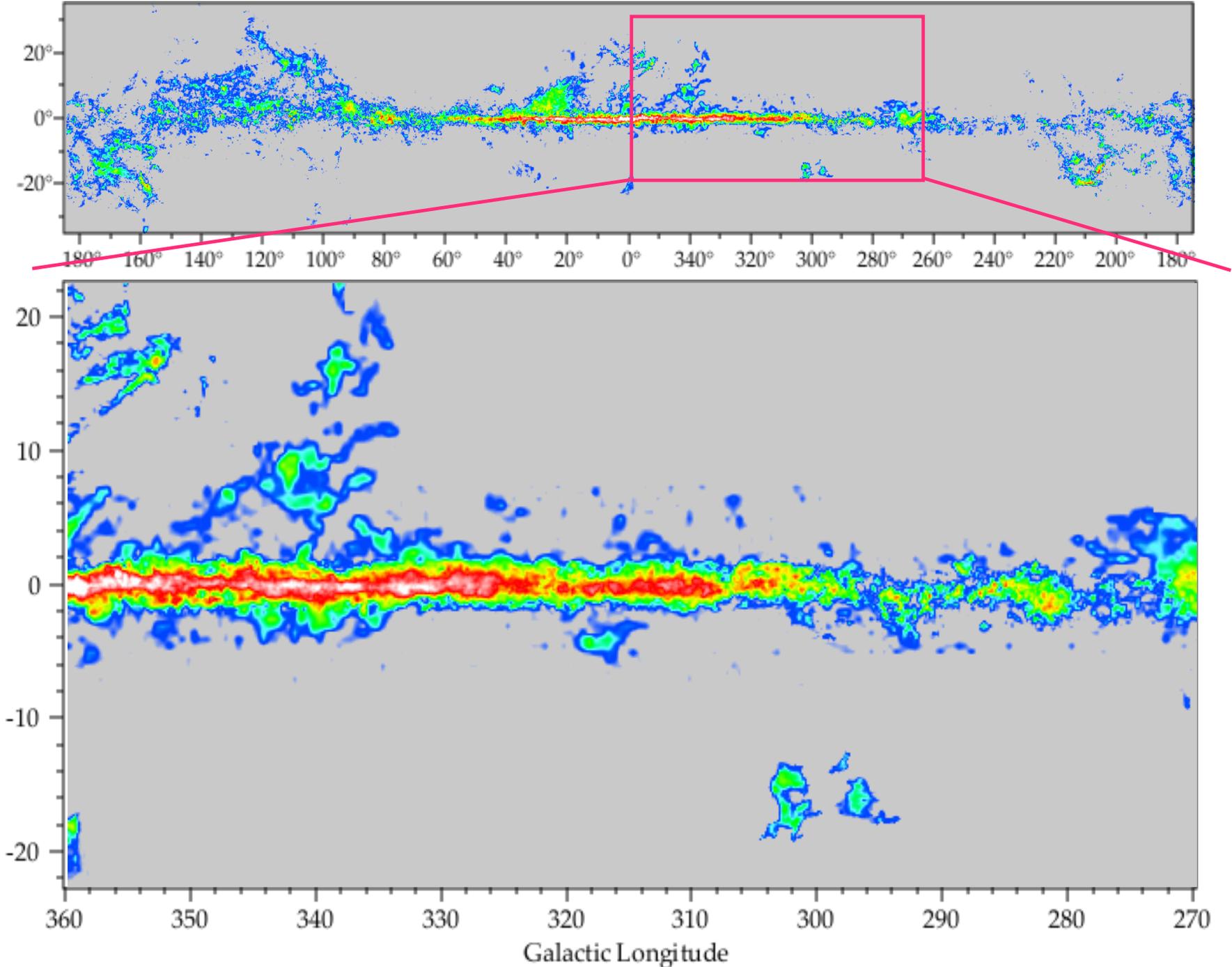
Data from Thomas Dame, CfA Harvard



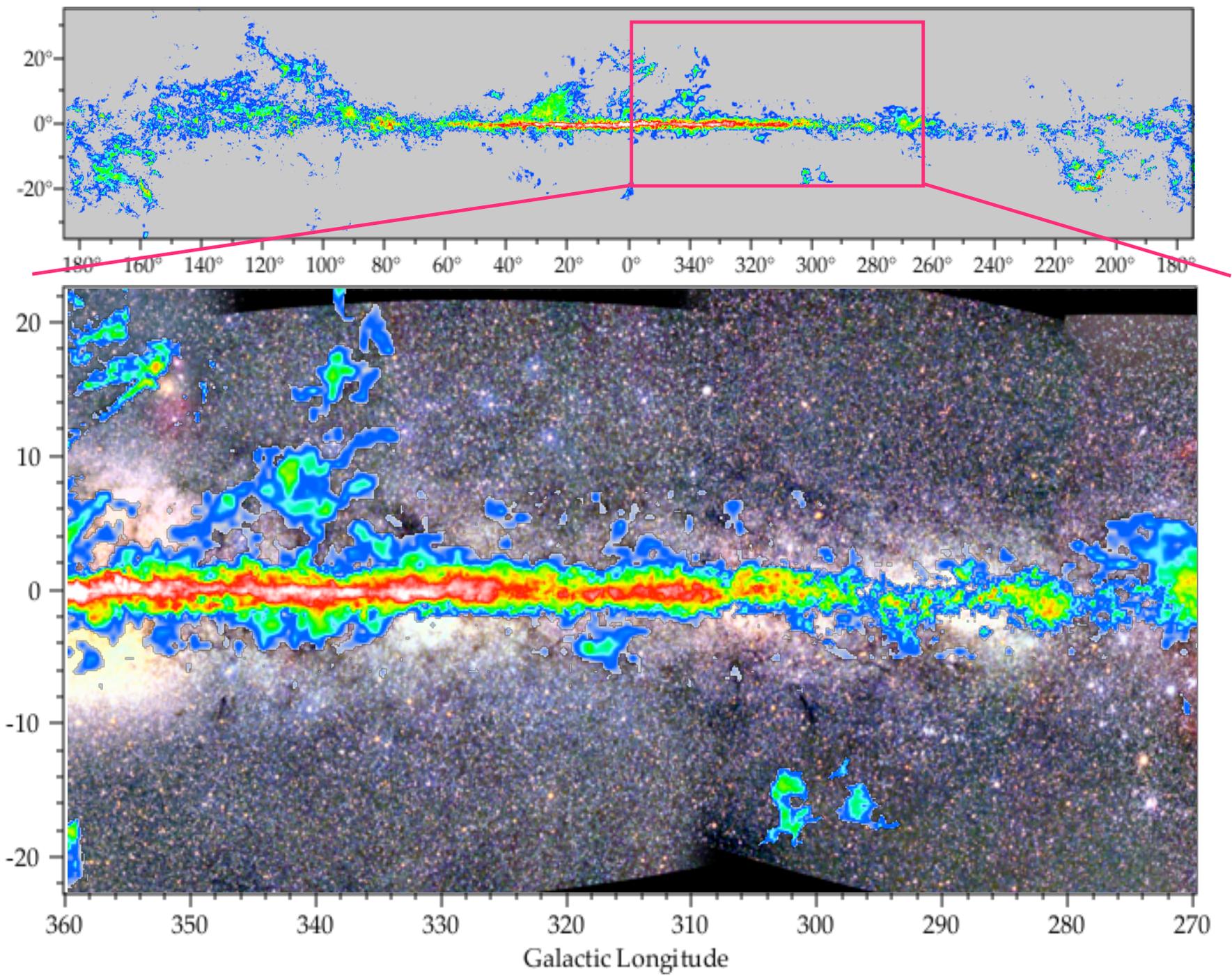
Data from Thomas Dame, CfA Harvard



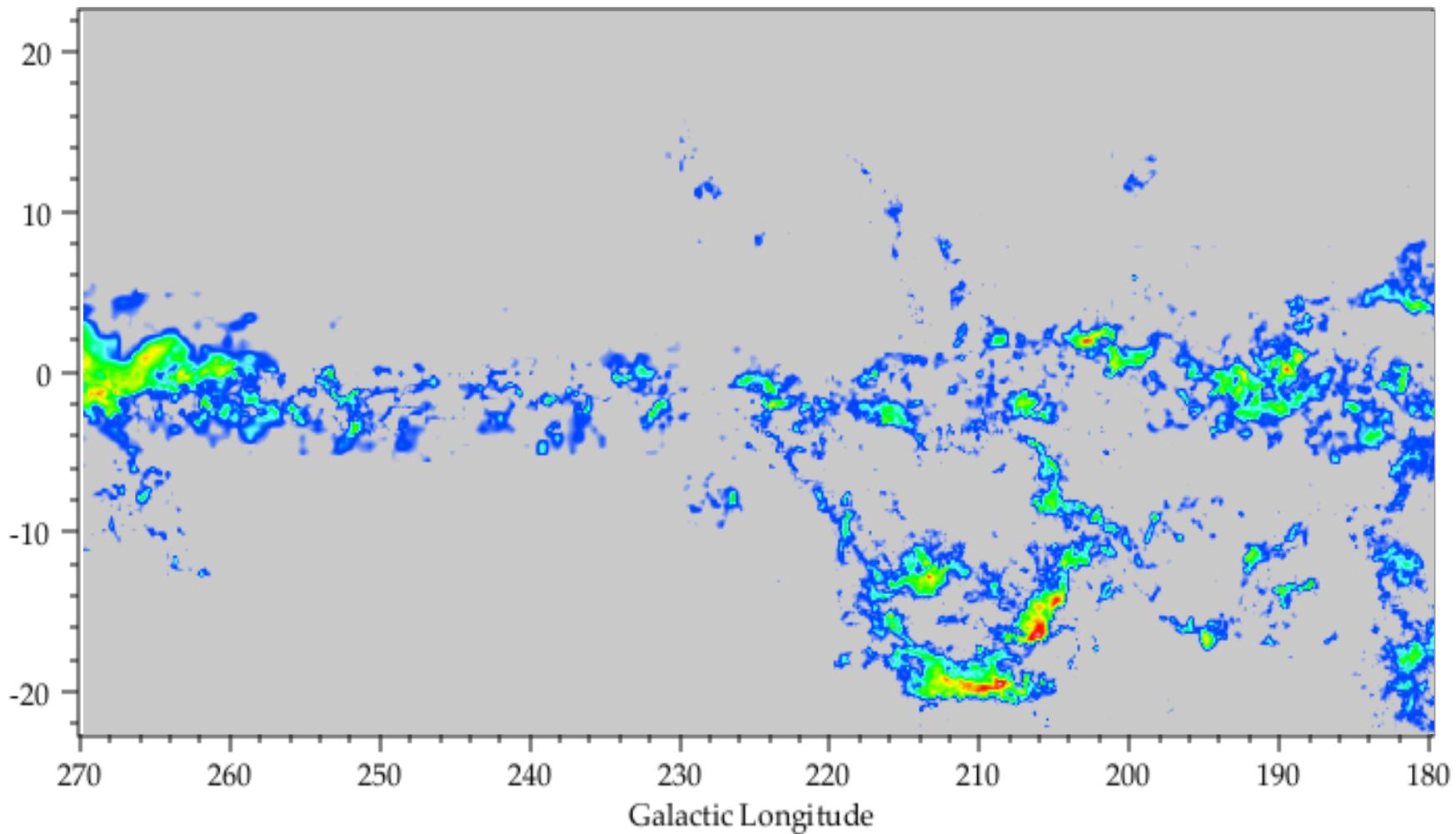
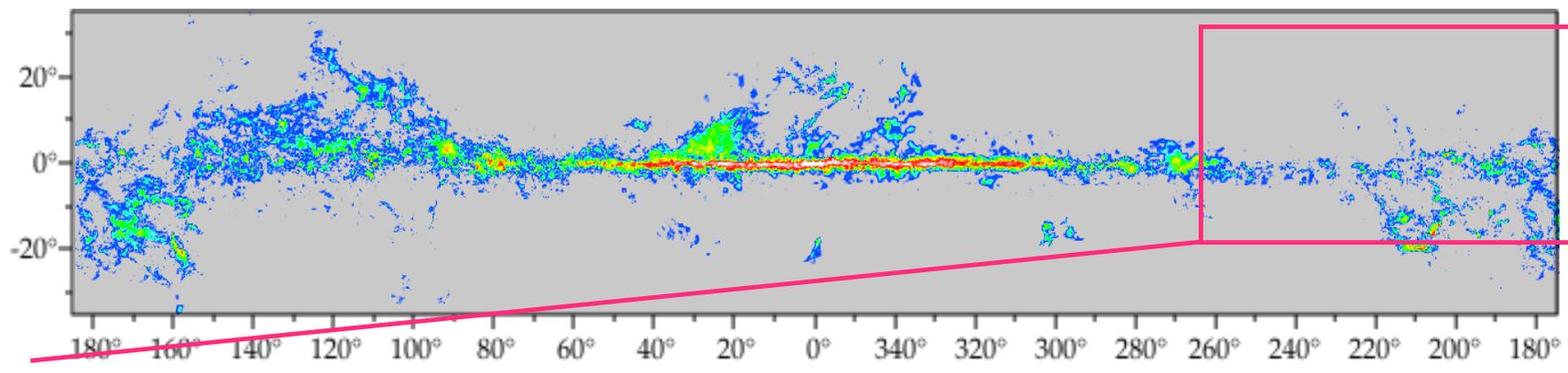
Data from Thomas Dame, CfA Harvard



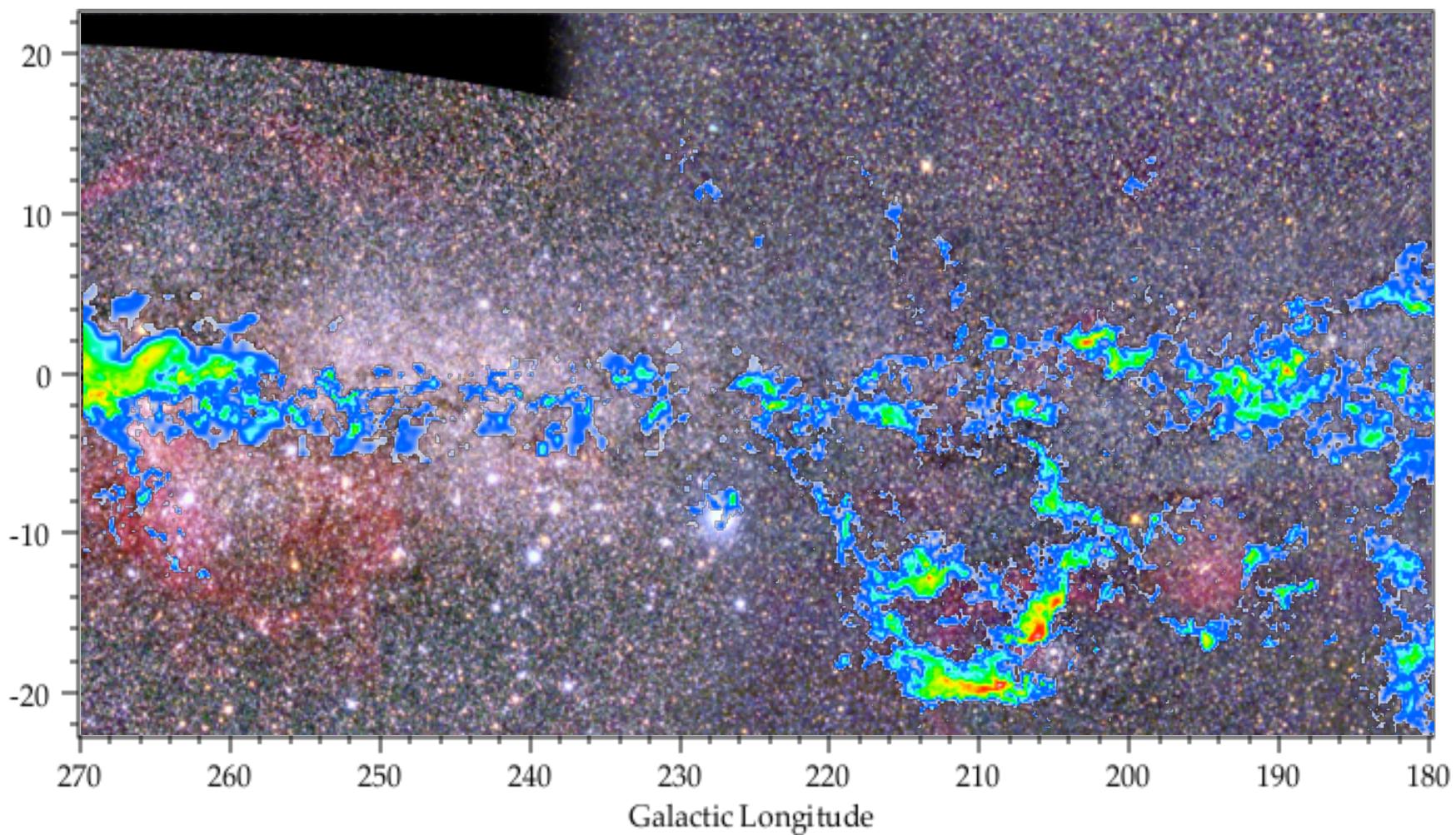
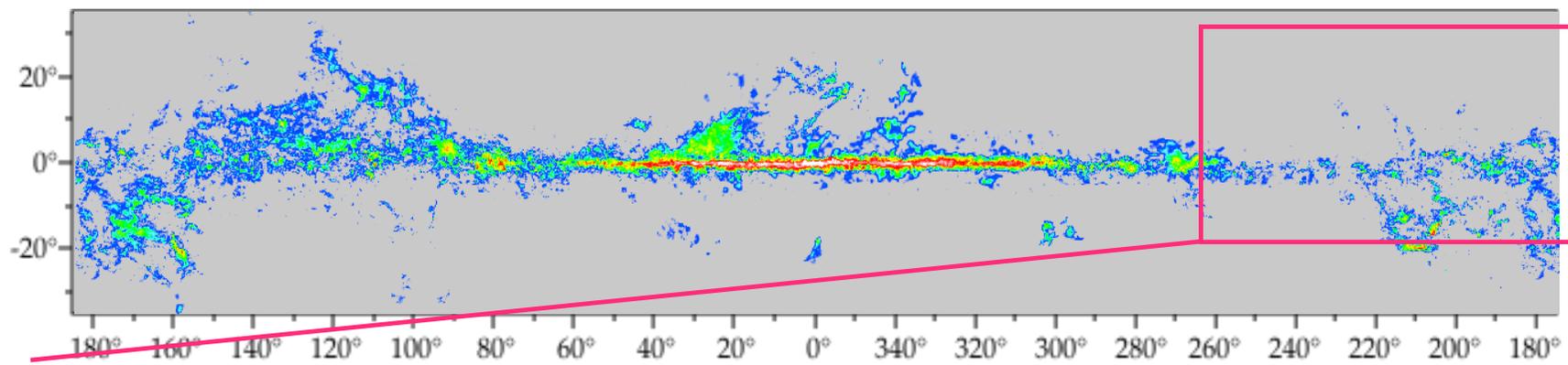
Data from Thomas Dame, CfA Harvard



Data from Thomas Dame, CfA Harvard

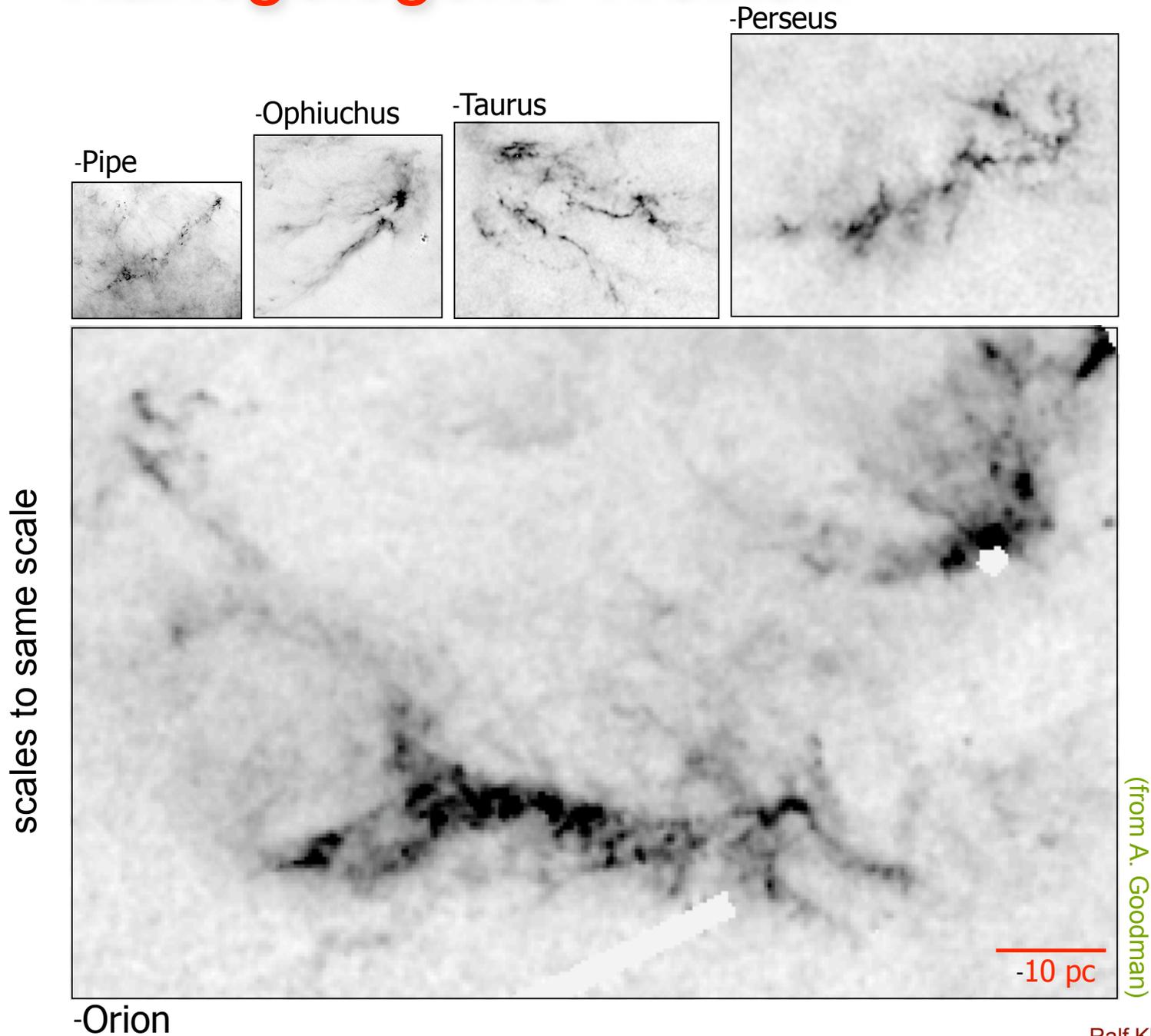


Data from Thomas Dame, CfA Harvard



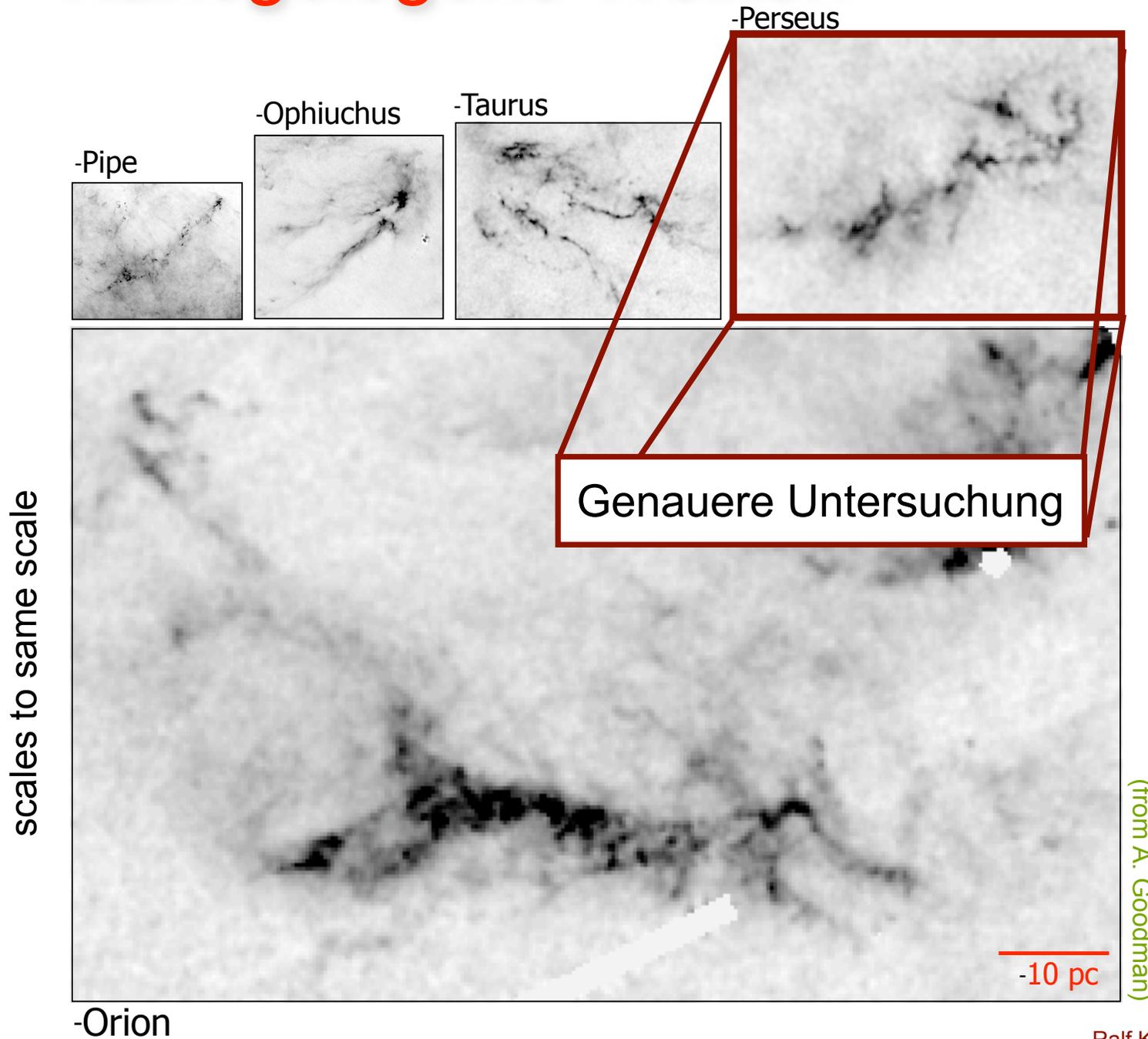


Nahegelegene Wolken





Nahegelegene Wolken



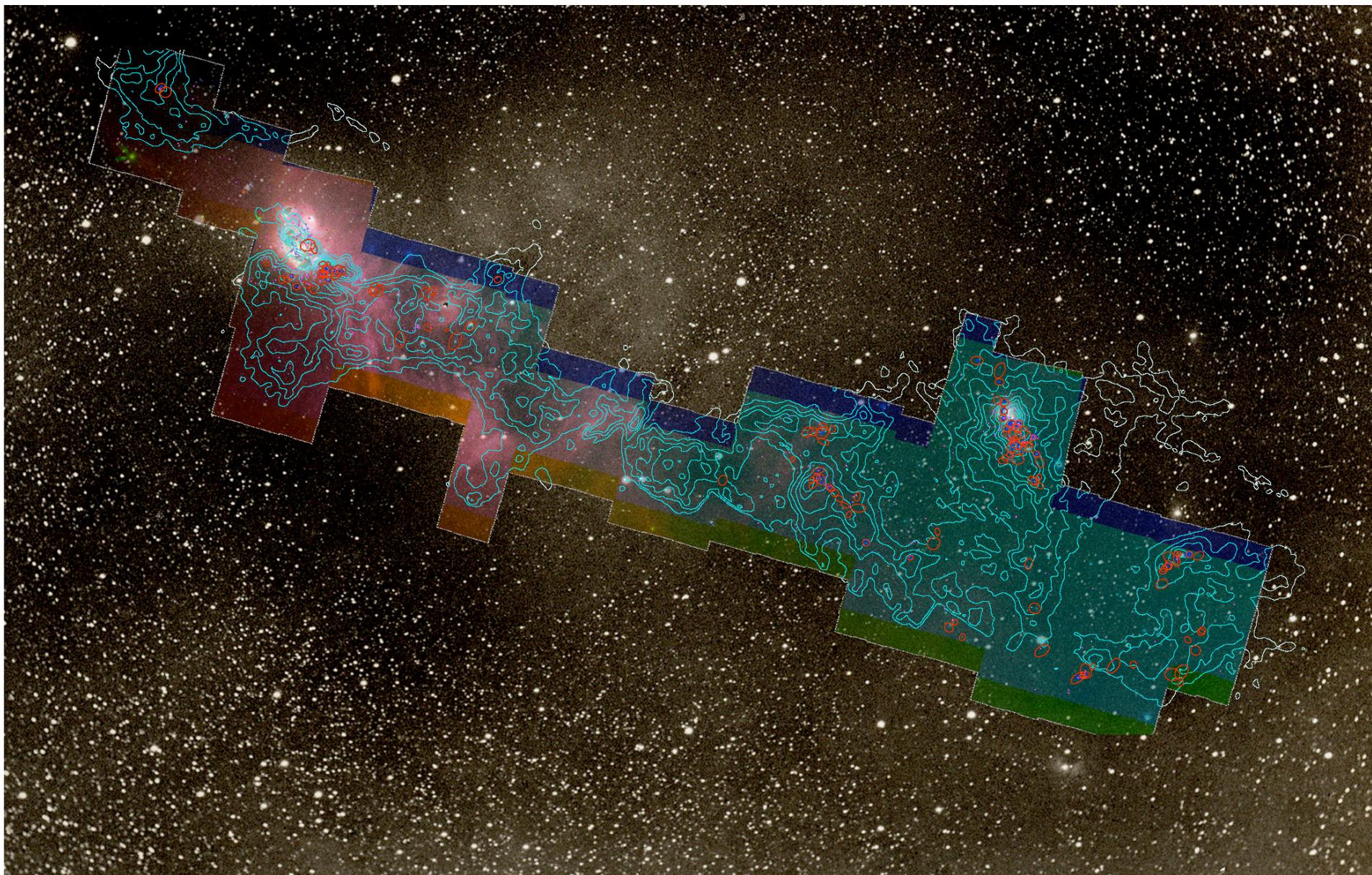
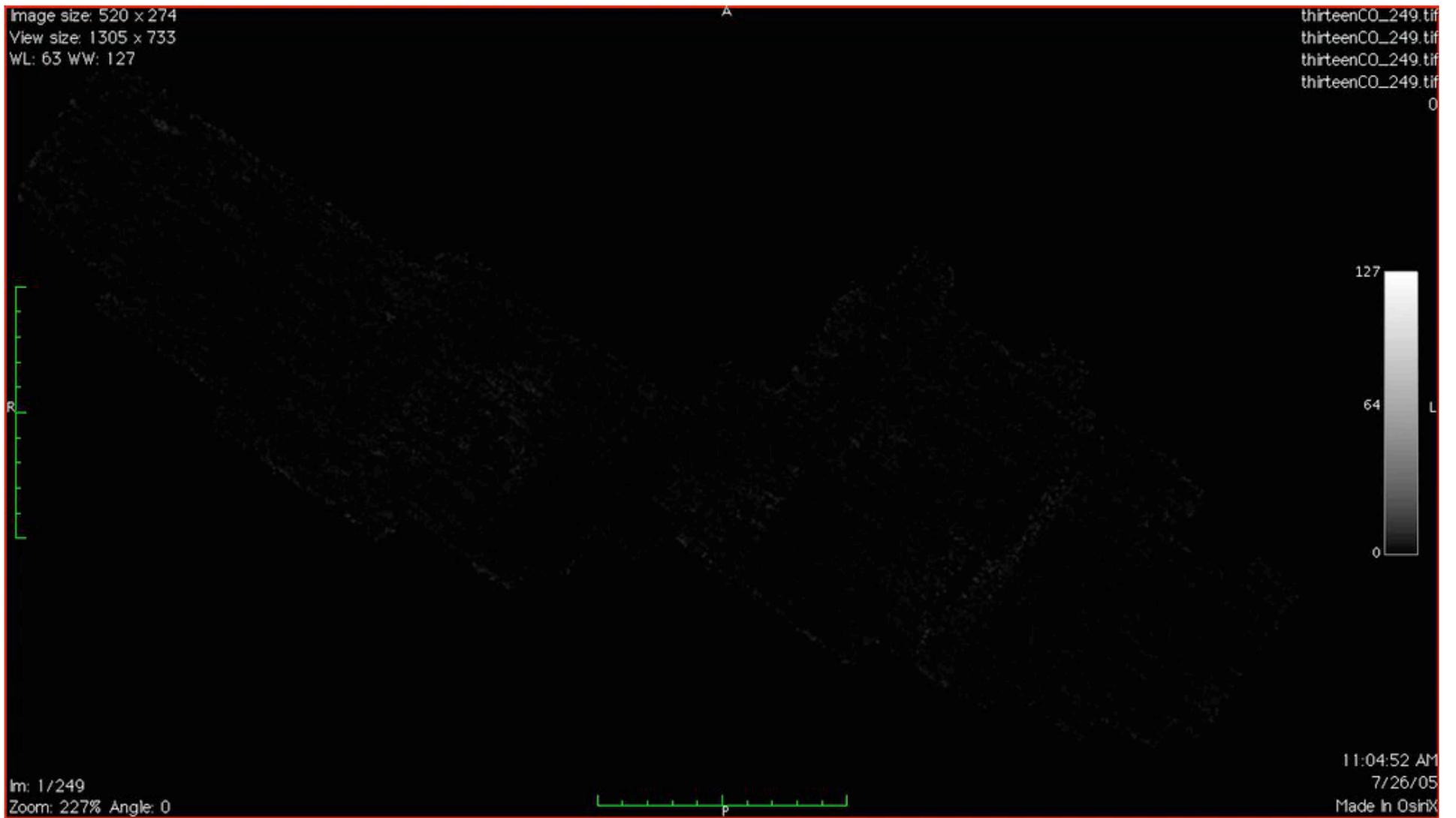


image from Alyssa Goodman: COMPLETE survey



LOS Geschwindigkeitsverteilung in Perseus

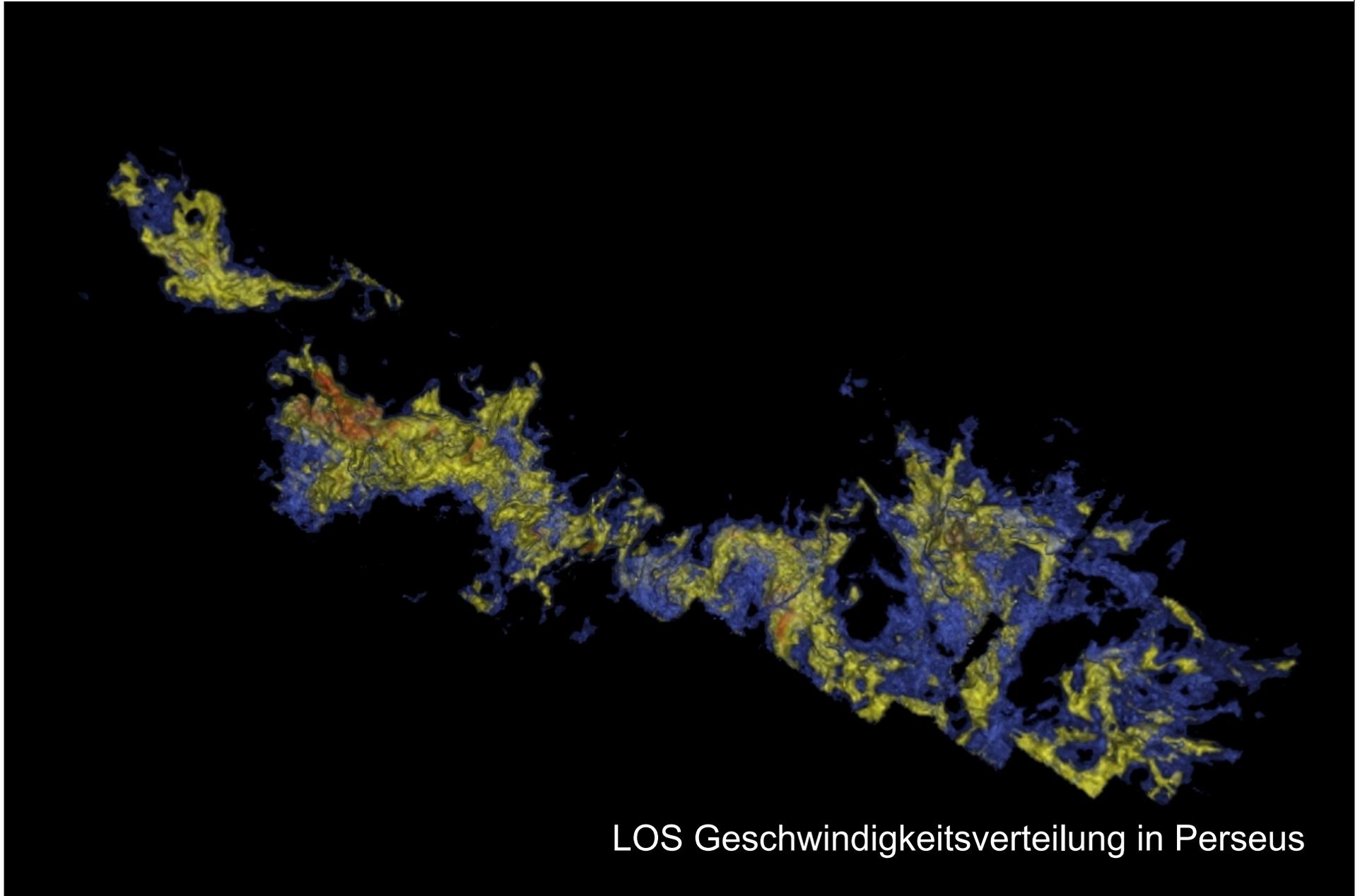


image from Alyssa Goodman: COMPLETE survey

Ralf Klessen (11.1.11)

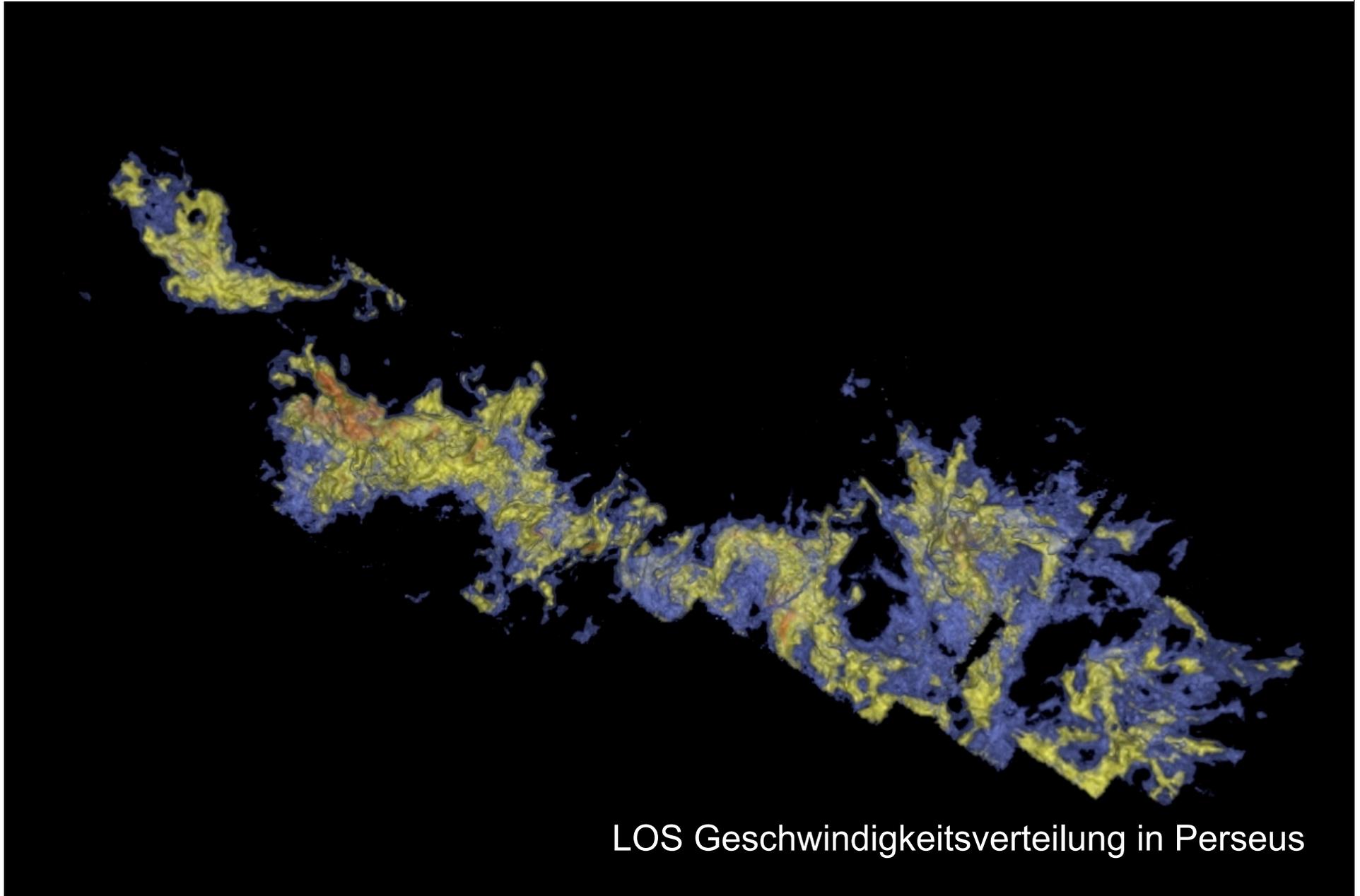


image from Alyssa Goodman: COMPLETE survey

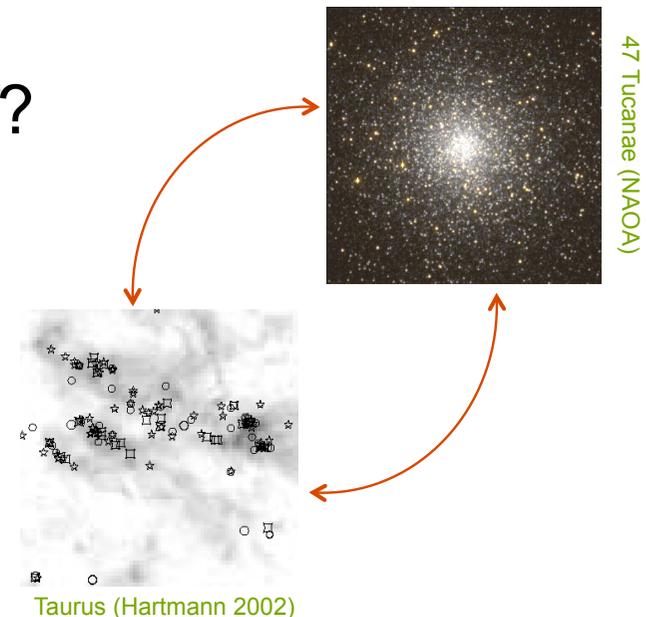
Ralf Klessen (11.1.11)

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

- *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*

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

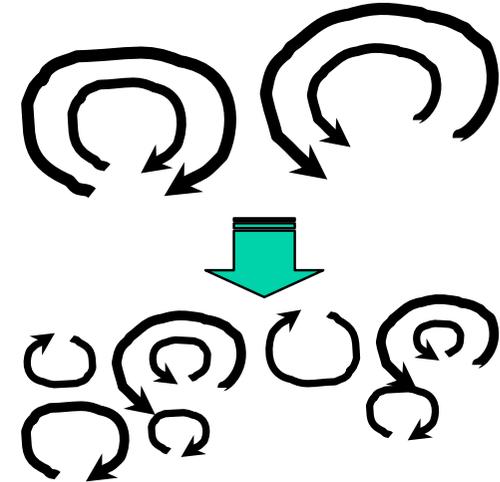
V = typical velocity on scale L , ν = viscosity, $\text{Re} > 1000$

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

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

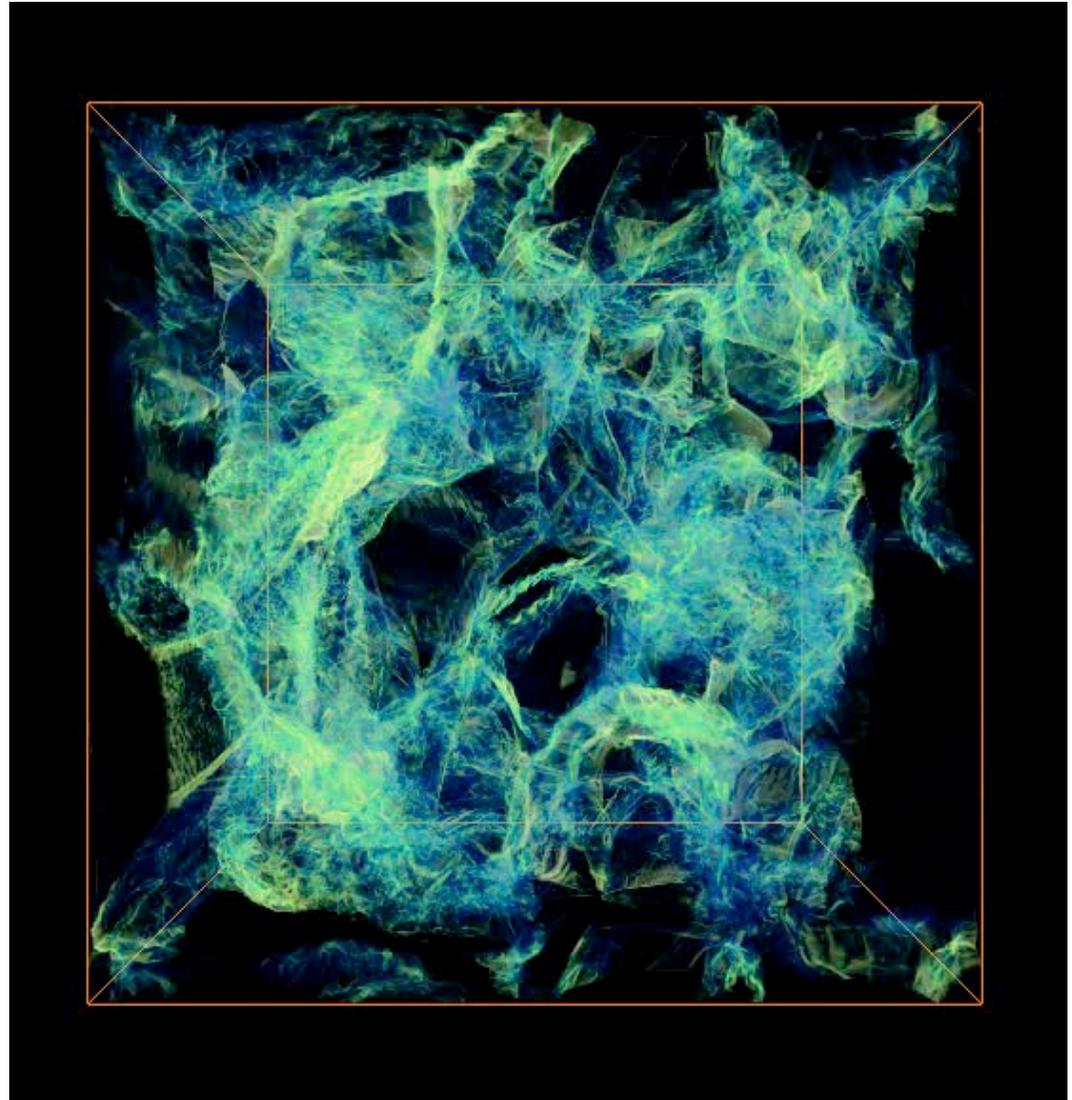
z.B. Landau & Lifschitz, Chandrasekhar, Taylor, etc.)

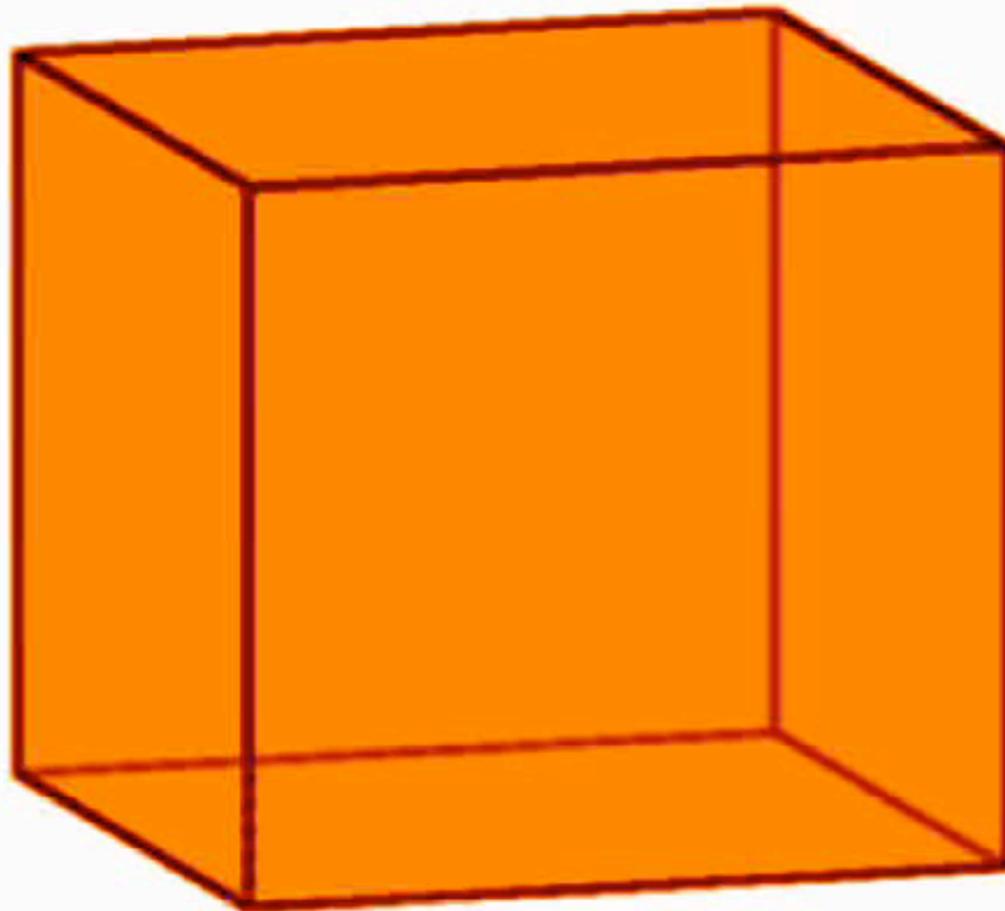
(ISM Turbulenz: Stöße & B-Feld erzeugen weitere Inhomogenitäten)



Eigenschaften der Turbulenz

- Für uns wichtig:
ISM-Turbulenz
ist Überschall-
turbulenz
 - > Kompressibilität
ist wichtig.
 - > Große Dichte-
kontraste





$$t = 0.00$$

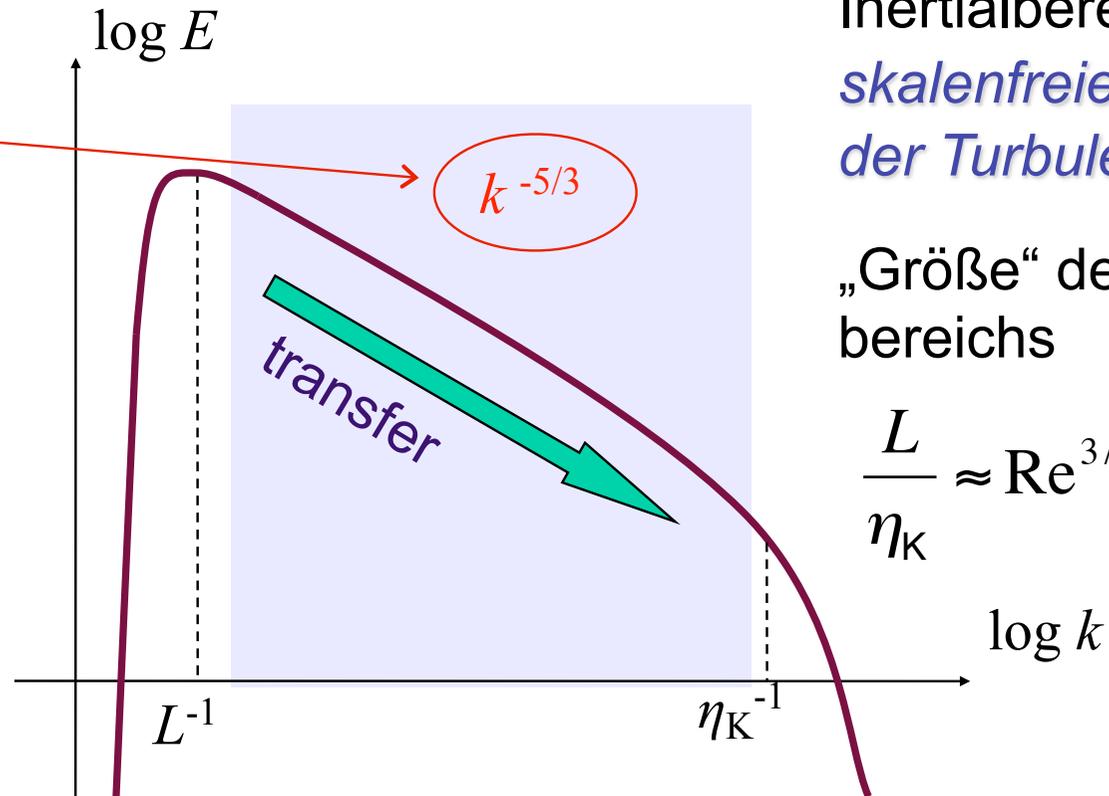
rein hydrodynamische Überschallturbulenz in 3D

(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

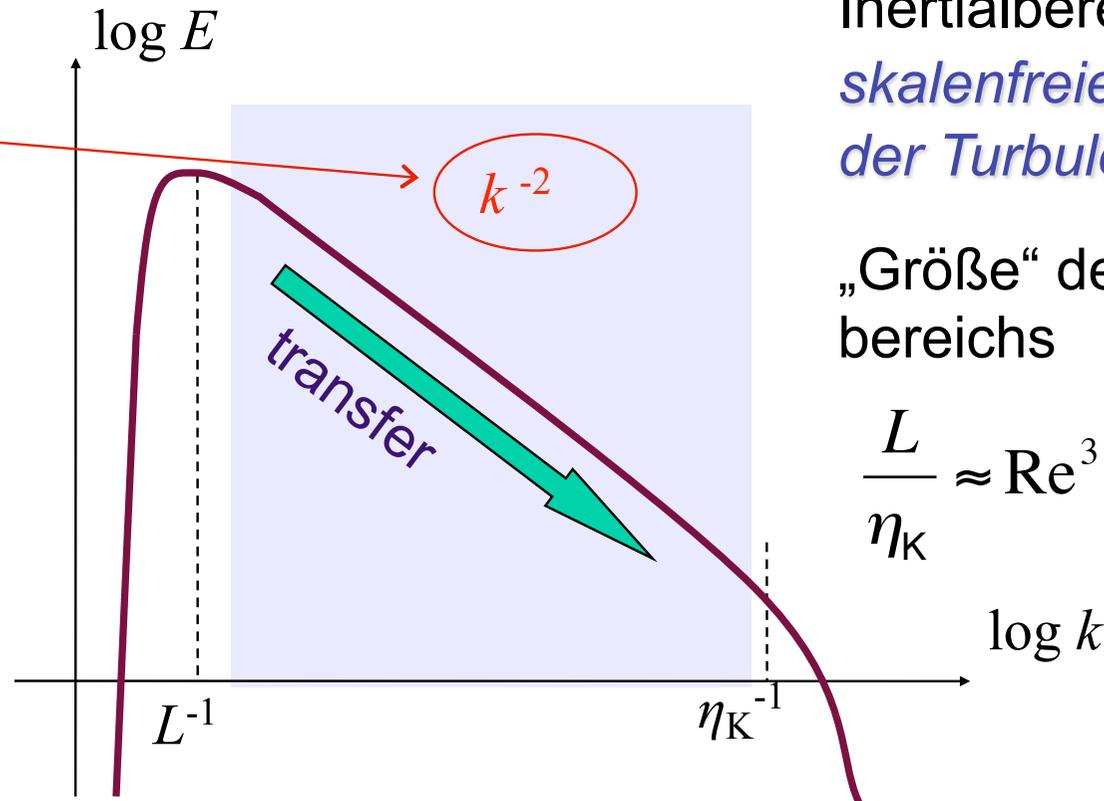
$$\frac{L}{\eta_K} \approx \text{Re}^{3/4}$$

Skala des
Energie-
eintrages

Skala der
Energie-
dissipation

Turbulente Kaskade

Schockdominierte Turbulenz



Inertialbereich:
*skalenfreies Verhalten
der Turbulenz*

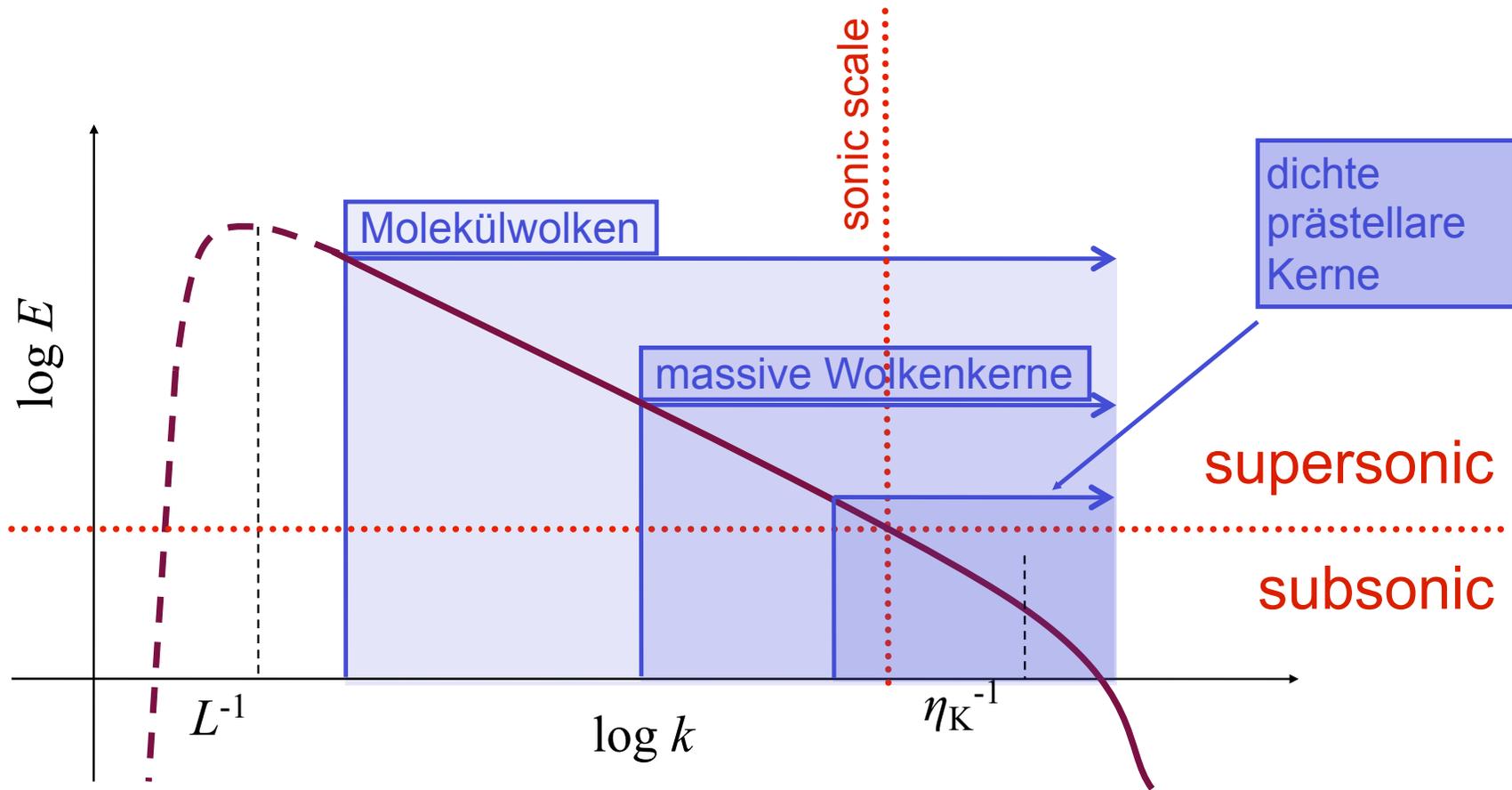
„Größe“ des Inertial-
bereichs

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

Skala des
Energie-
eintrages

Skala der
Energie-
dissipation

Turbulente Kaskade in der ISM



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

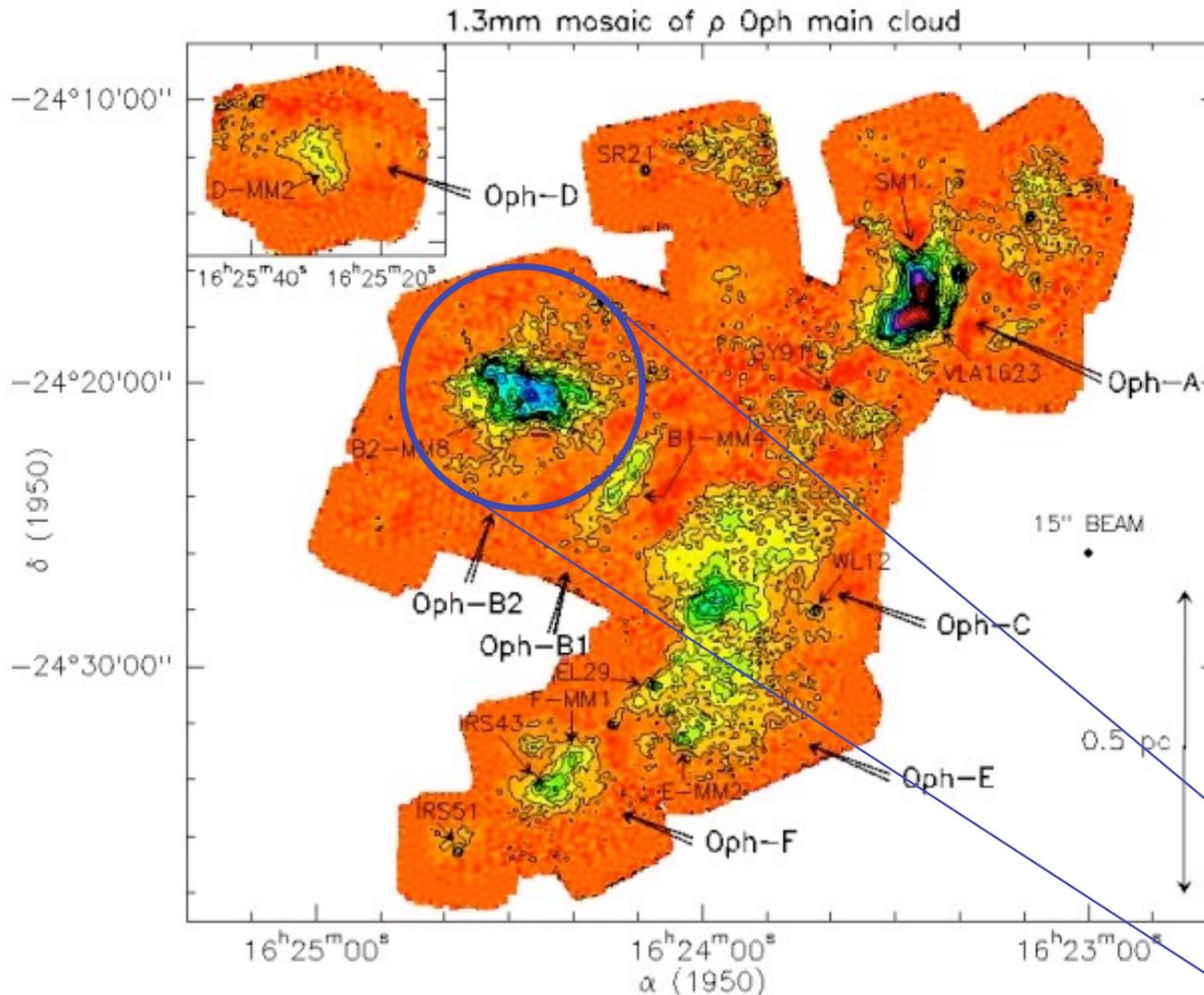
$$\sigma_{\text{rms}} \ll 1 \text{ km/s}$$

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

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

Dissipationsskala auch
unbekannt (ambipolare
Diffusion, molekulare
Diffusion?)

Dichtestruktur von MW



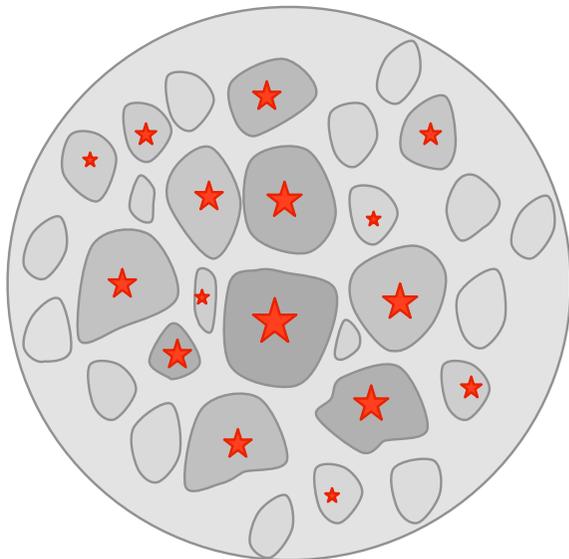
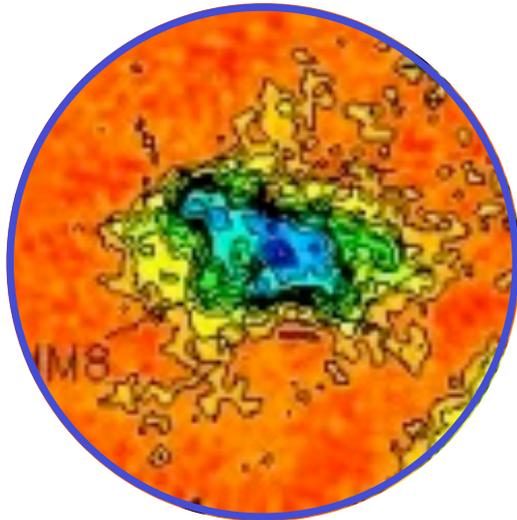
(Motte, André, & Neri 1998)

Molekülwolken sind hochgradig inhomogen.

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

ρ -Ophiuchus in Staubemission

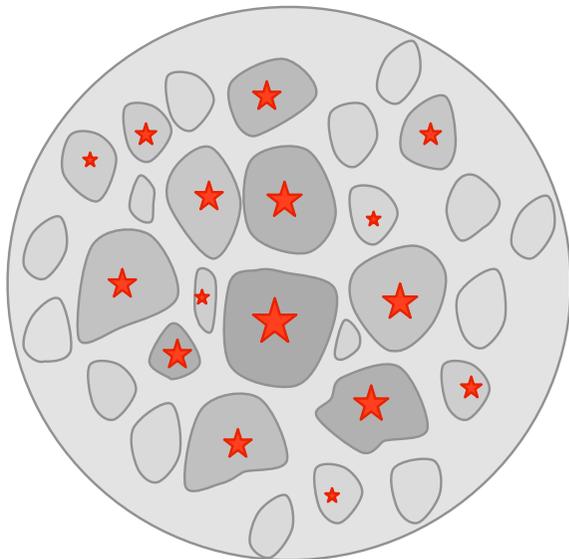
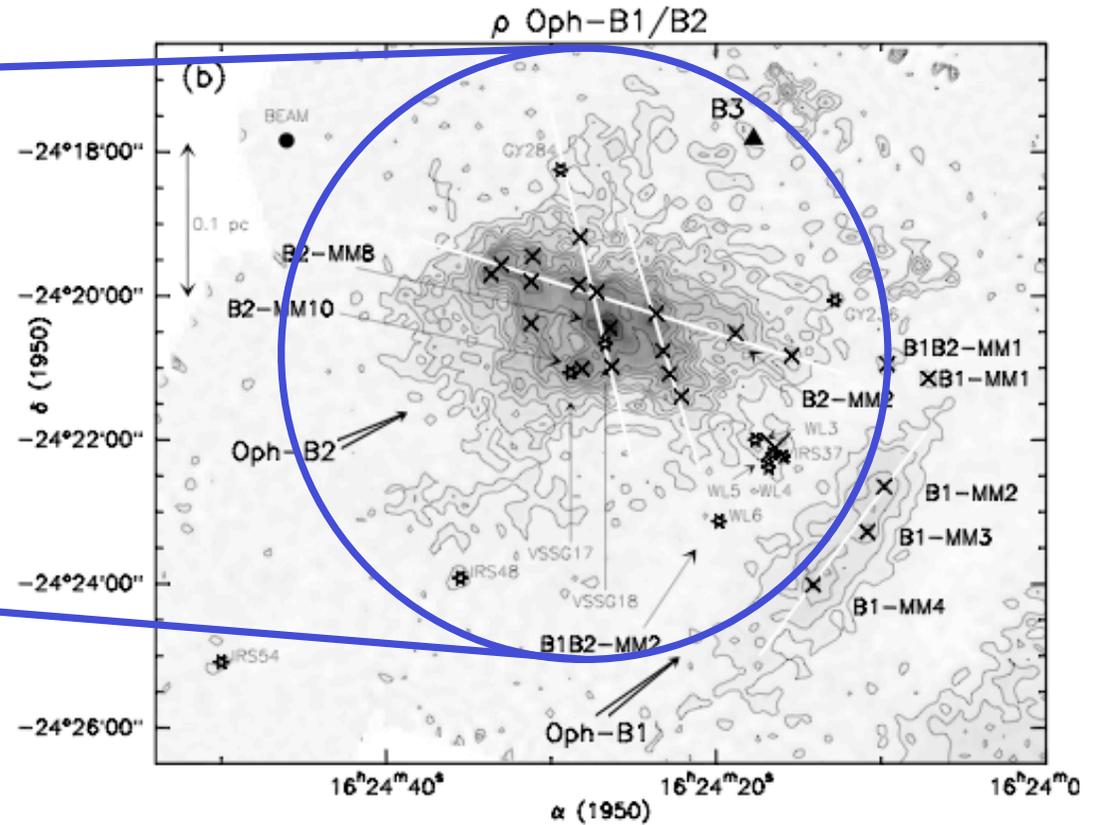
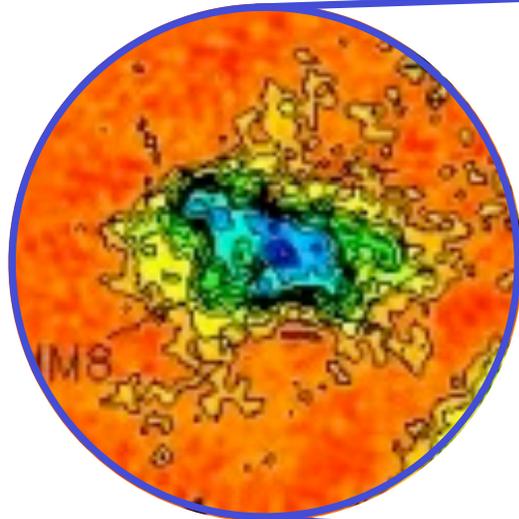
Entwicklung von Wolkenkernen



- **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.*

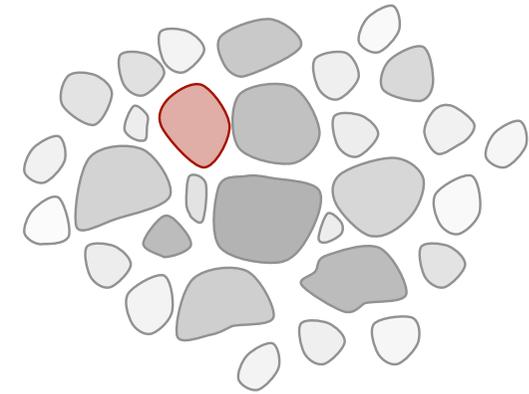
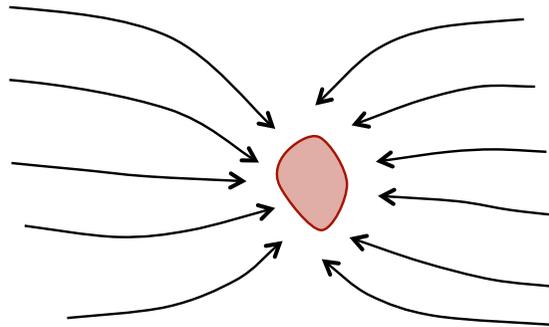
Entwicklung von Wolkenkernen



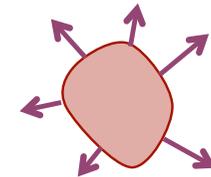
Beispiel ρ -Oph B1/B2: Kern enthält mehrere protostellare Objekte
("starless" cores are denoted by \times , cores with embedded protostars by \star)

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**

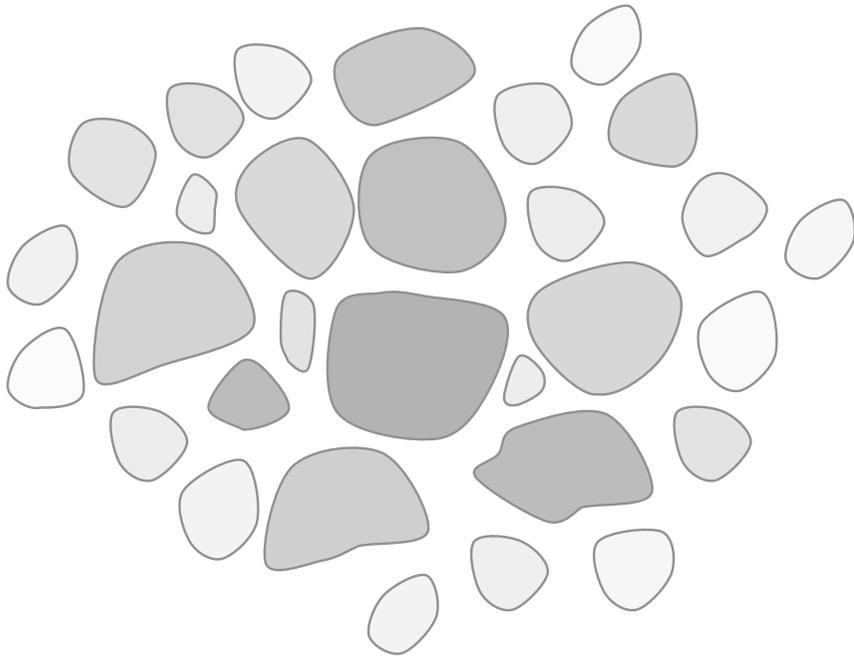
dominiert: $\alpha = E_{\text{kin}} / |E_{\text{pot}}| < 1$

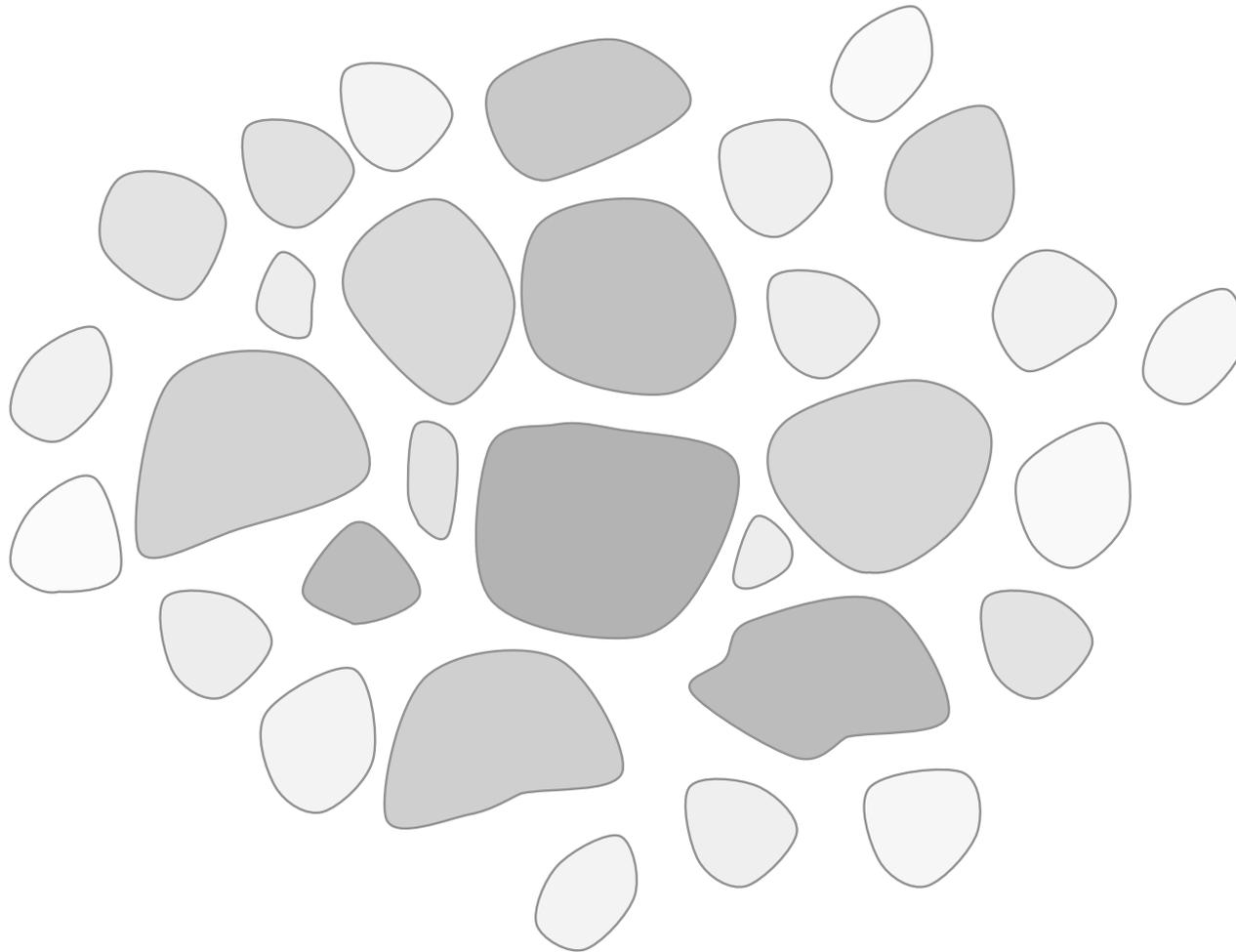
--> *globale Kontraktion*

--> Kerne *wechselwirken* während sie kollabieren

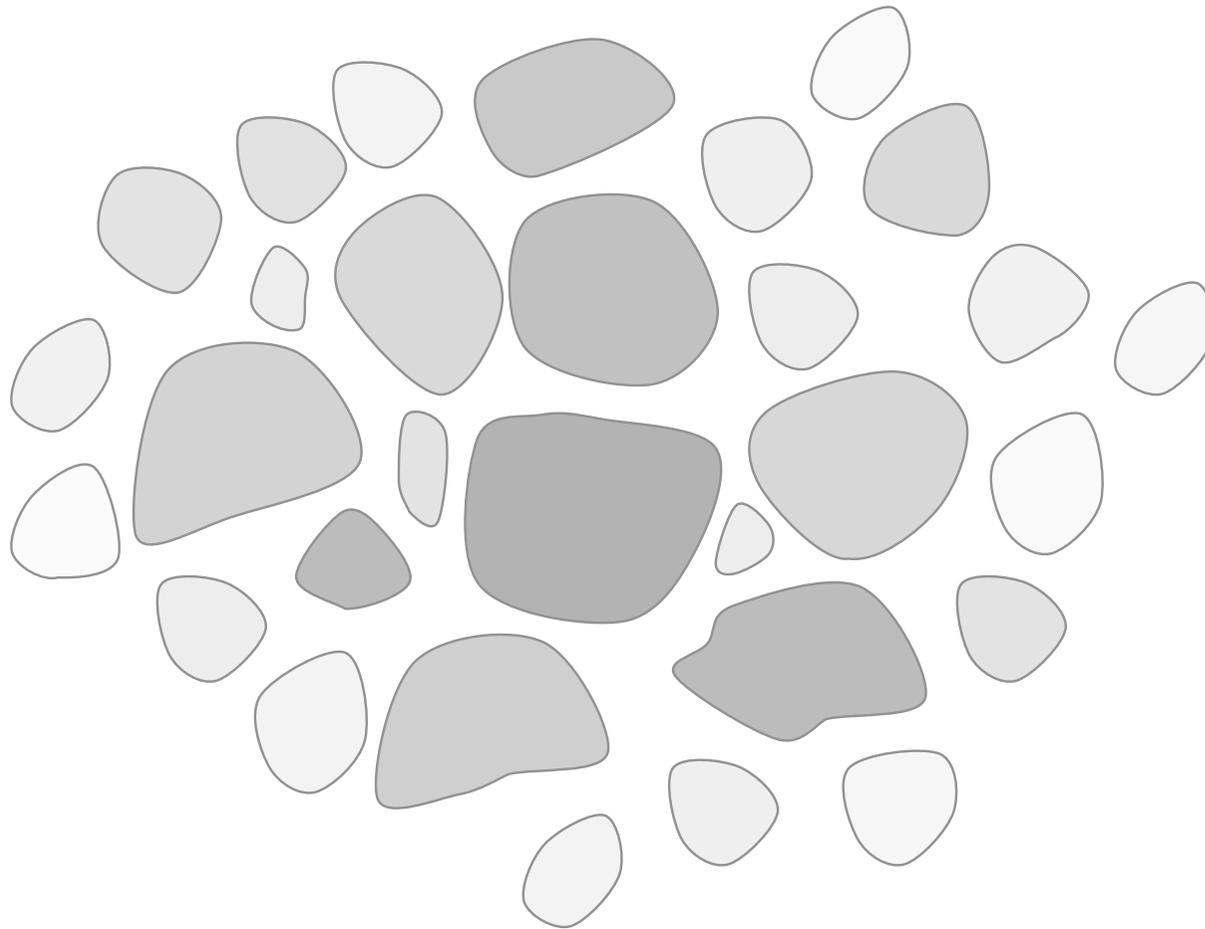
--> *Kompetitives Wachstum*

--> *dichter Haufen, enthält masse- reiche Sterne*

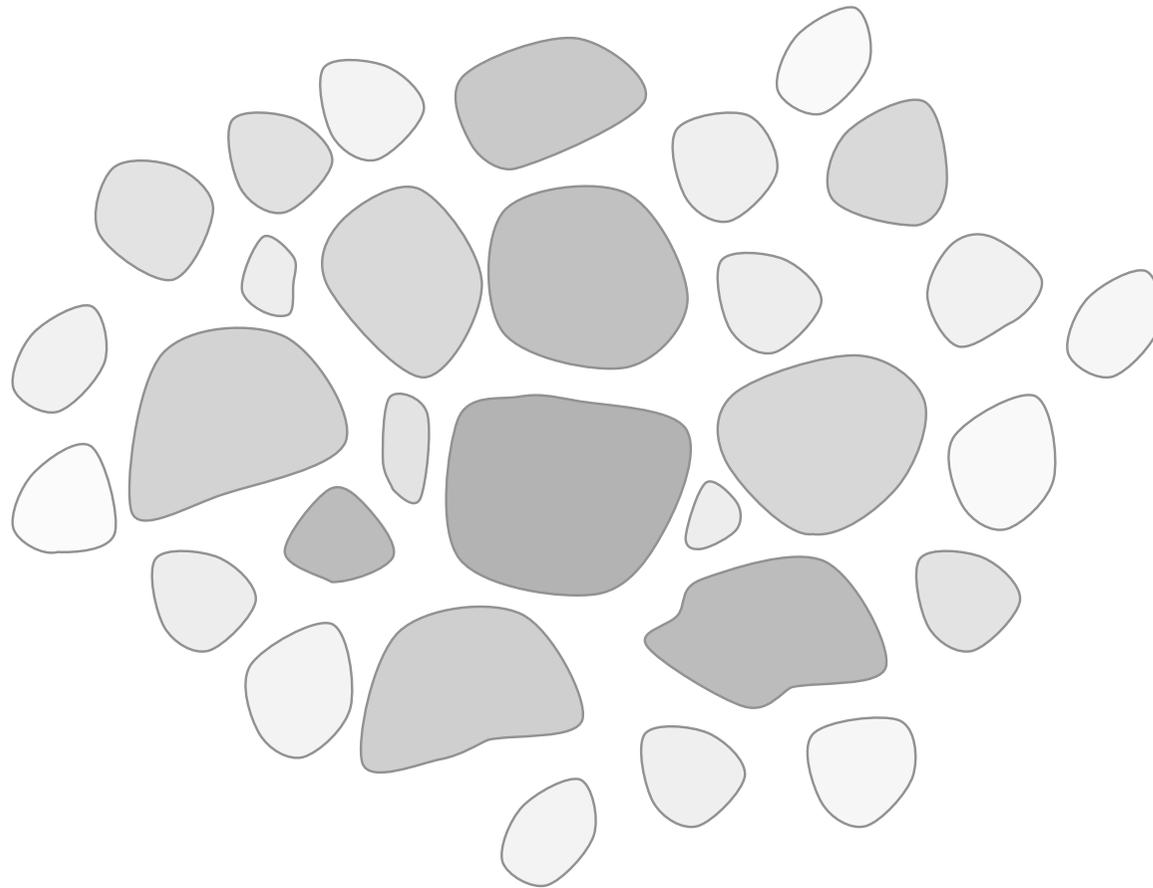




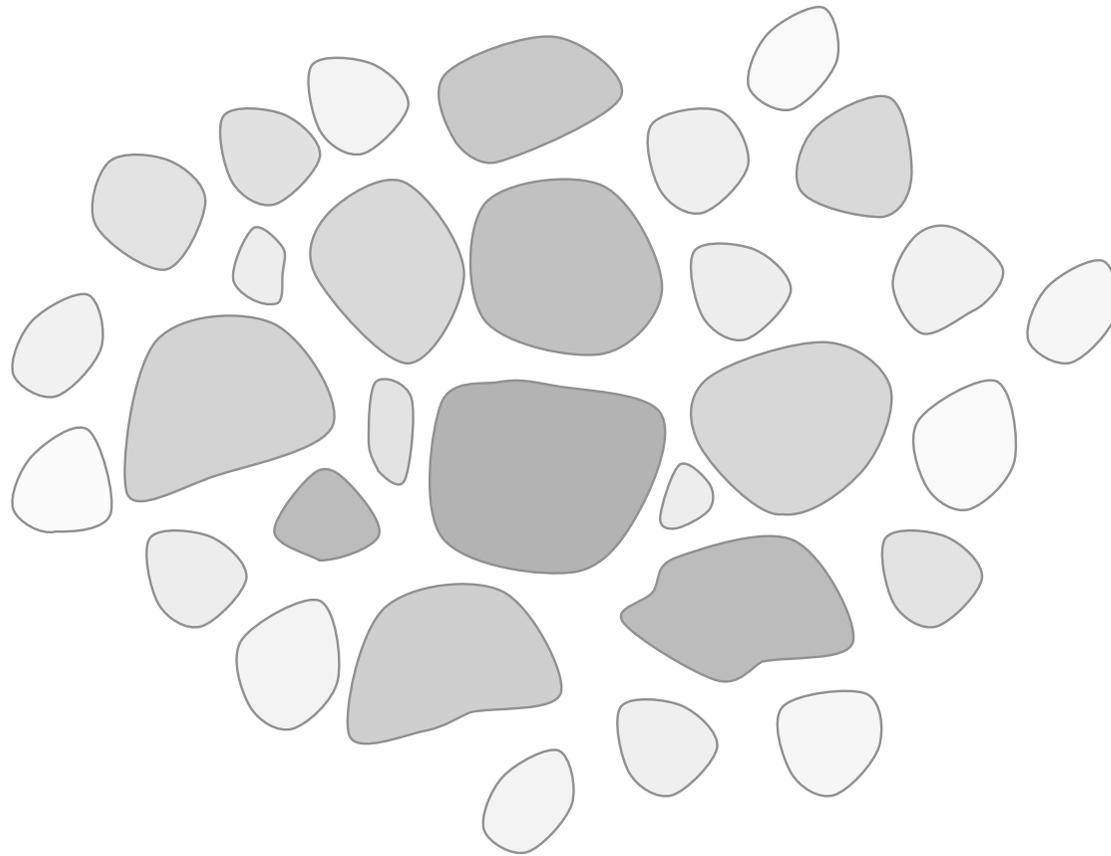
Turbulenz erzeugt Hierarchie von Klumpen



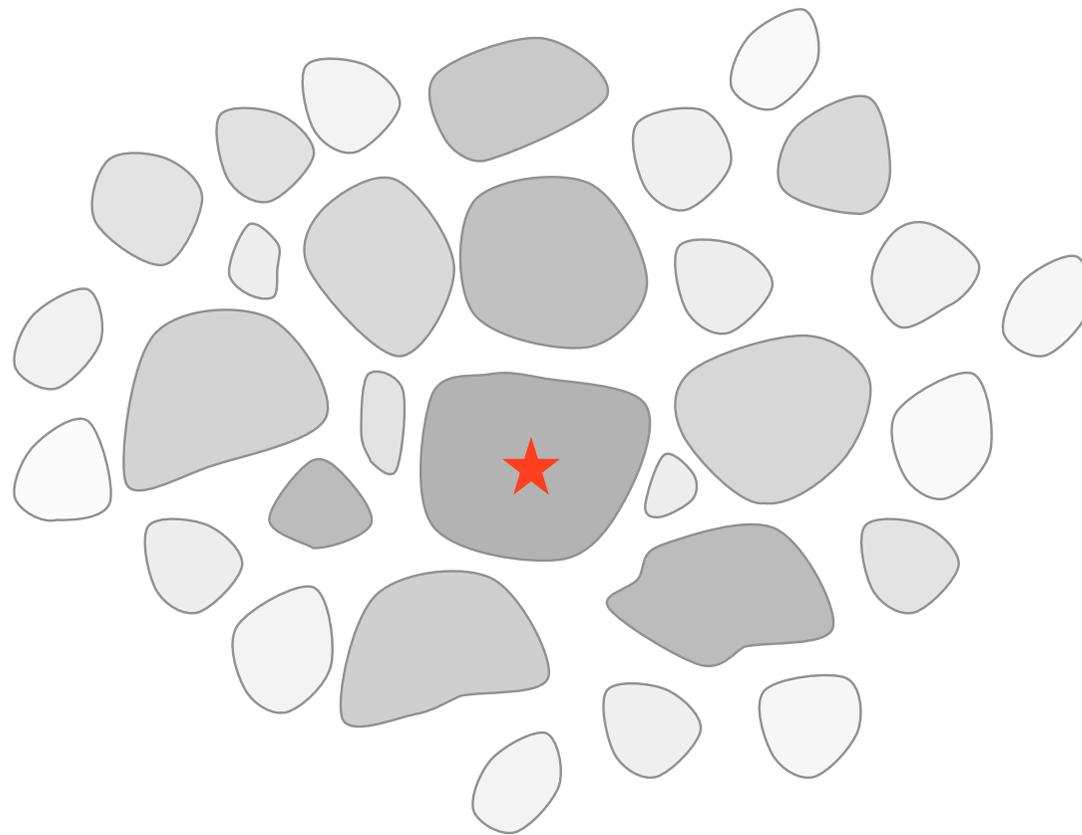
Turbulenz dissipiert, Kontraktion setzt ein



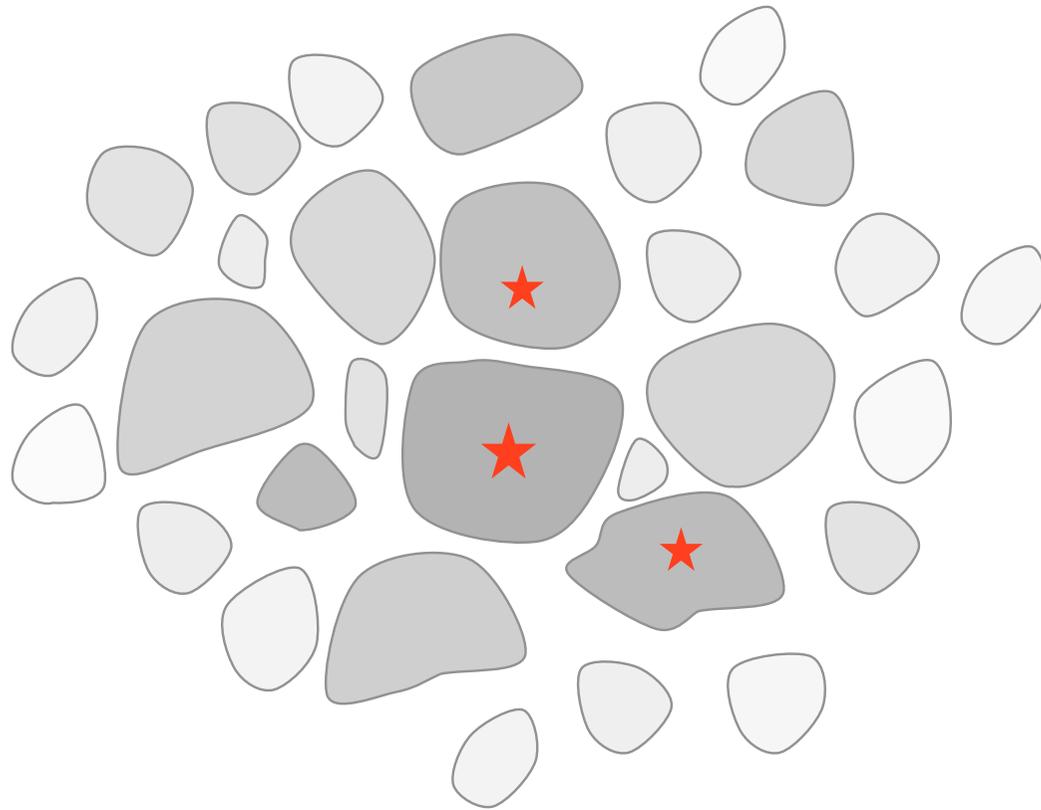
Turbulenz dissipiert, Kontraktion setzt ein



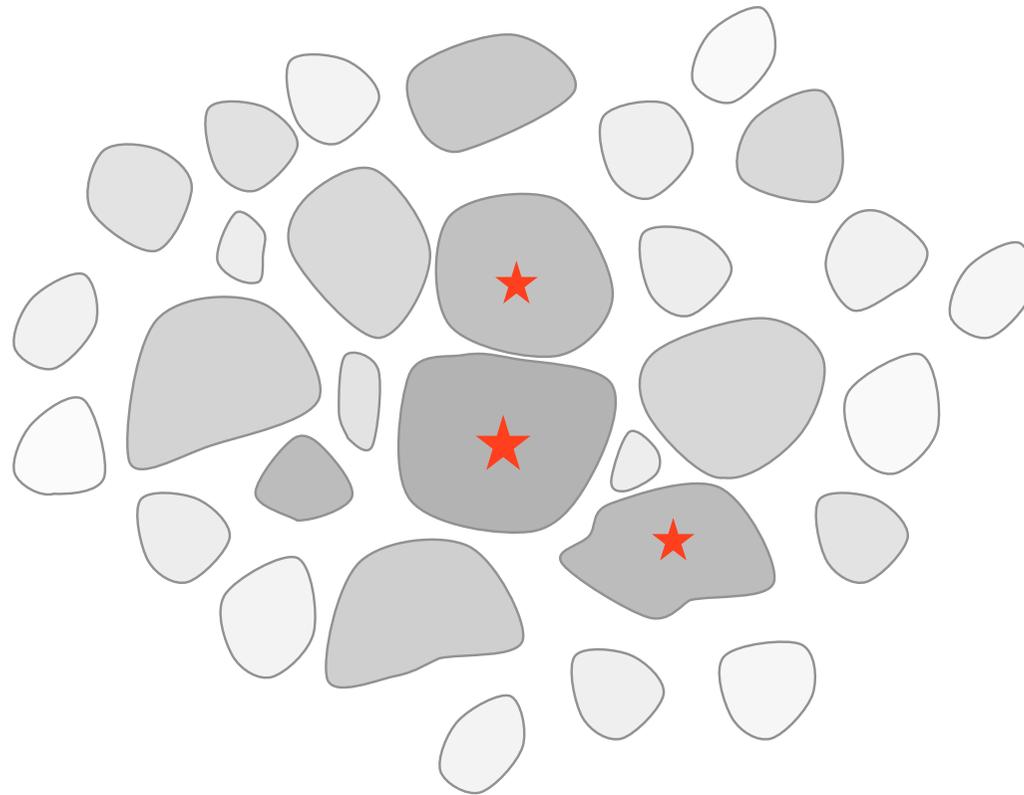
während Region kontrahiert können einzelne Klumpen kollabieren und Sterne bilden



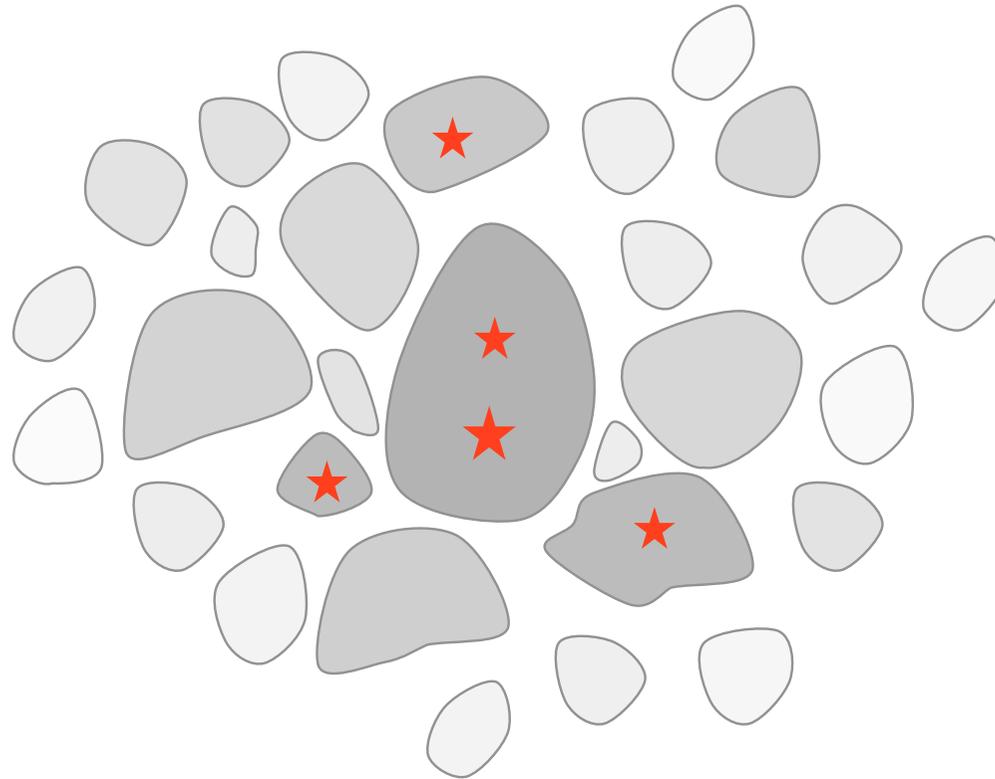
während Region kontrahiert können einzelne Klumpen kollabieren und Sterne bilden



einzelne Klumpen kollabieren und bilden Sterne

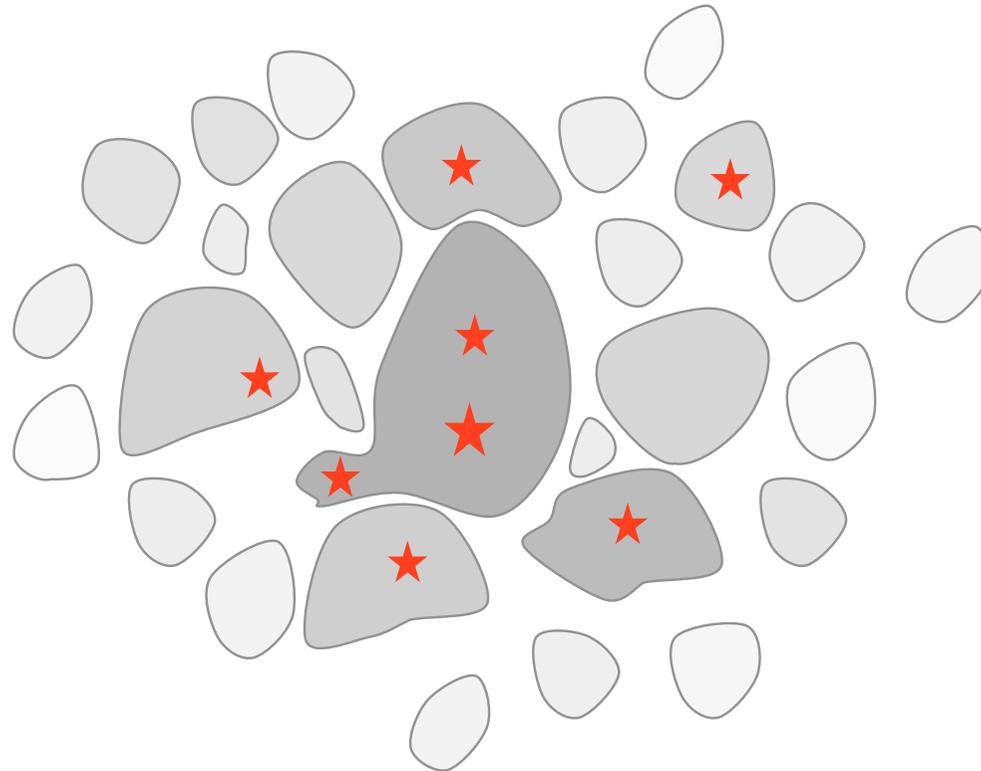


einzelne Klumpen kollabieren und bilden Sterne

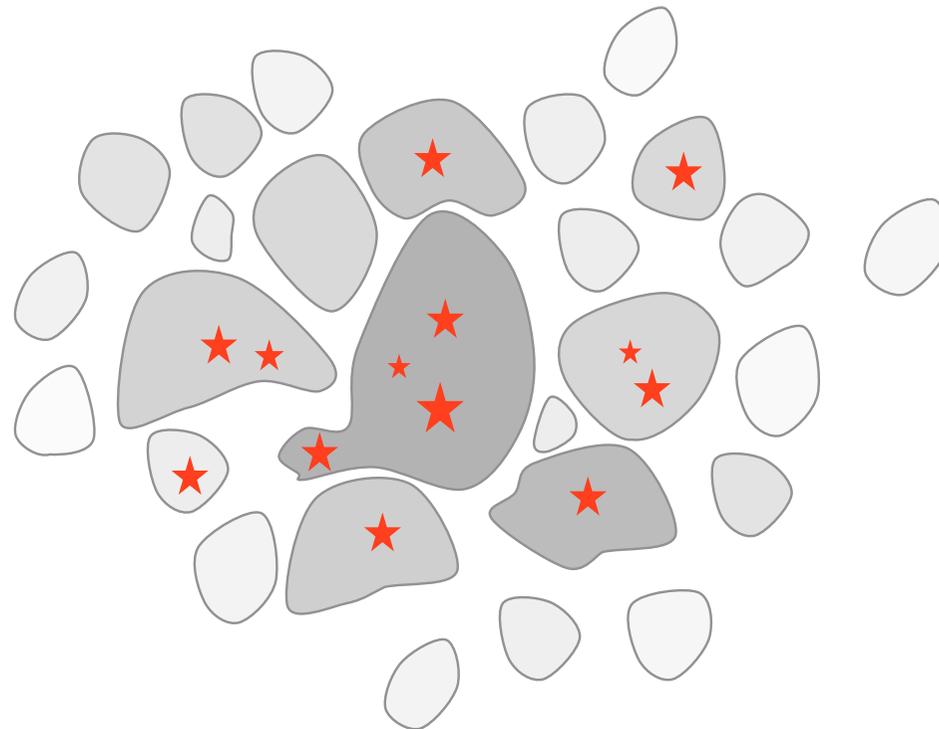


$$\alpha = E_{\text{kin}} / |E_{\text{pot}}| < 1$$

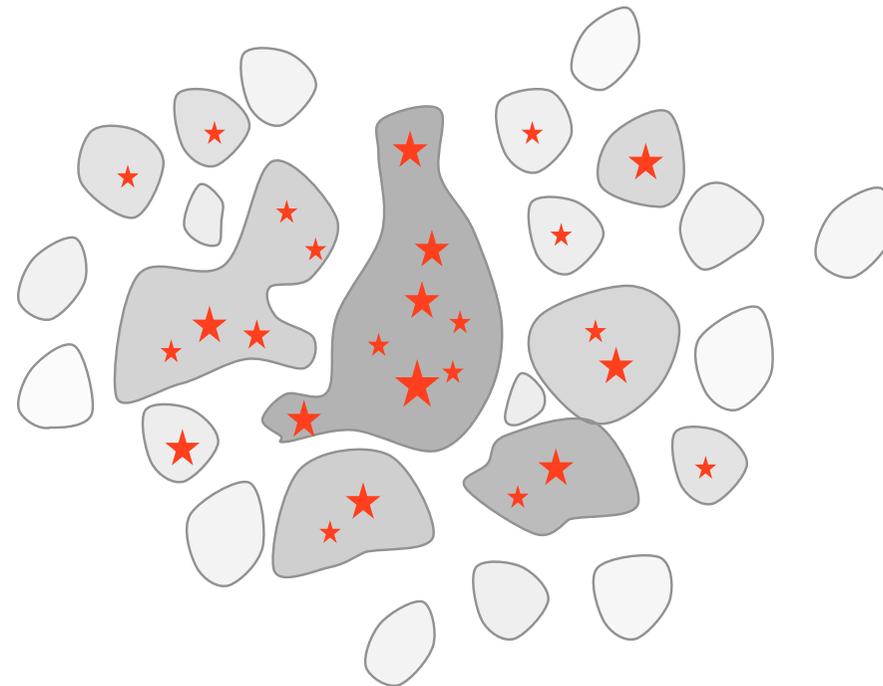
Im *dichten Haufen* können Klumpen verschmelzen während sie kollabieren --> sie enthalten nun mehrere Protosterne



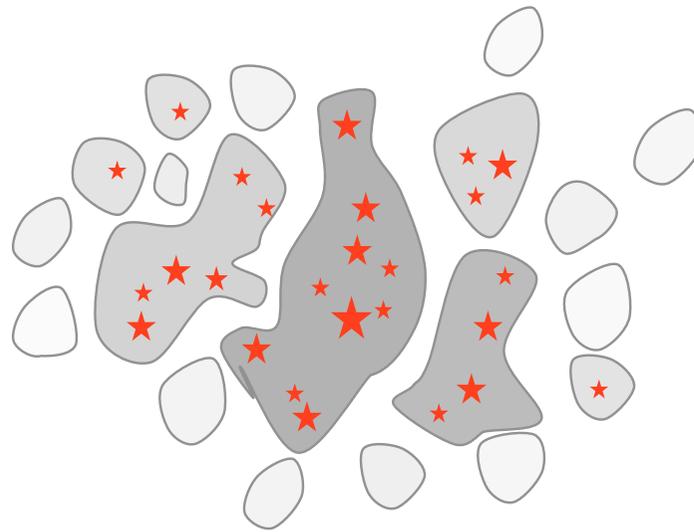
Im *dichten Haufen* können Klumpen verschmelzen während sie kollabieren --> sie enthalten nun mehrere Protosterne



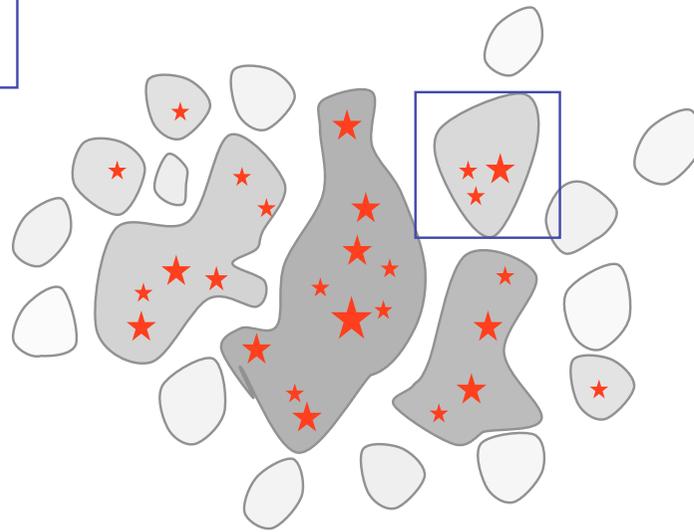
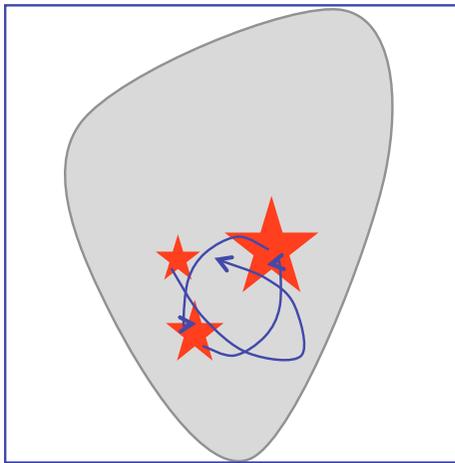
Im *dichten Haufen* können Klumpen verschmelzen während sie kollabieren --> sie enthalten nun mehrere Protosterne



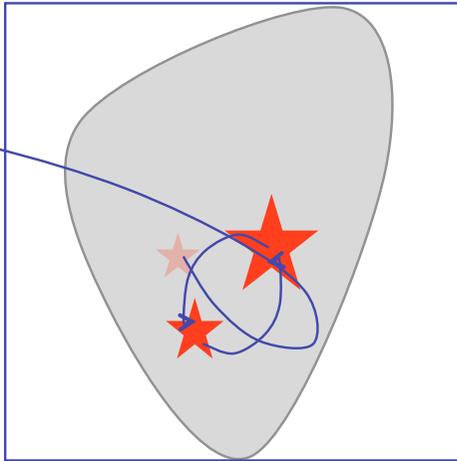
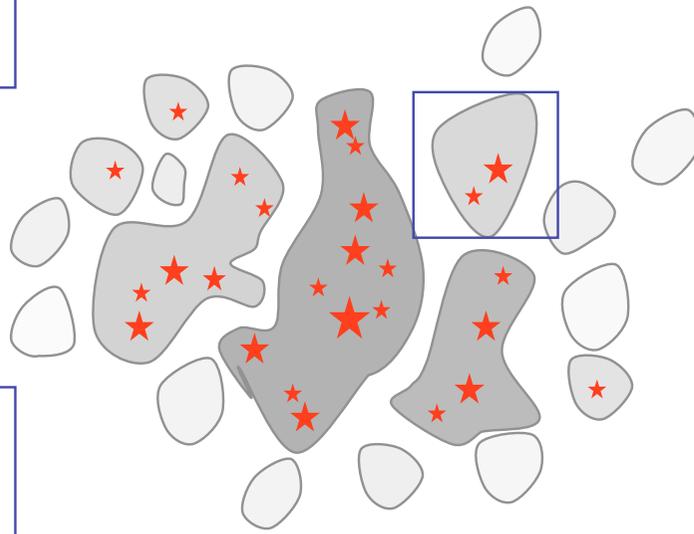
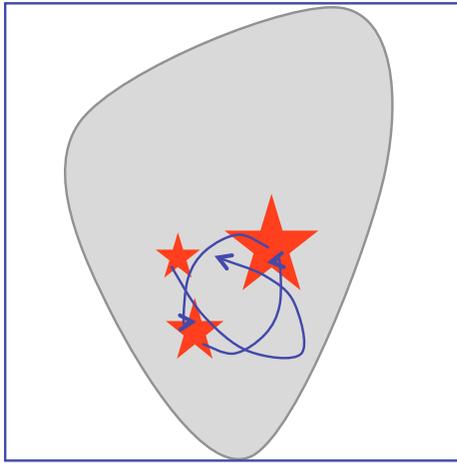
Im *dichten Haufen* wird kompetitives Wachstum wichtig



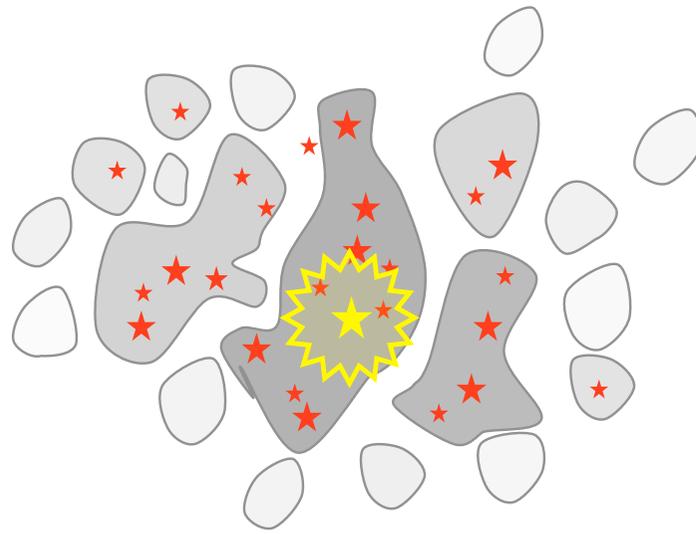
Im *dichten Haufen* wird kompetitives Wachstum wichtig



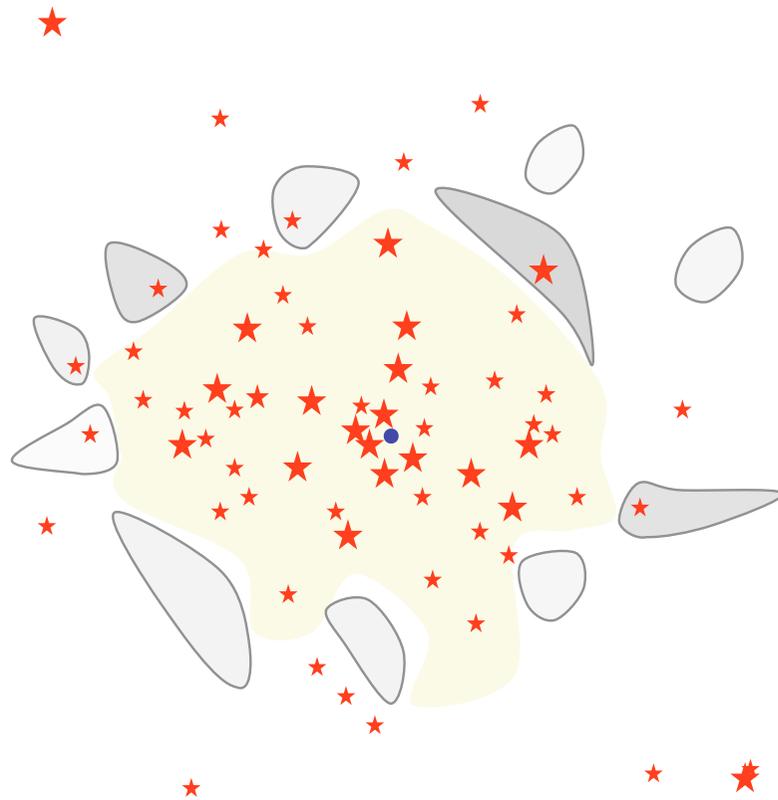
Im *dichten Haufen* beeinflussen stellardynamische Prozesse das Wachstum



massearme Objekte können herausgeschleudert werden --> Ende der Akkretion



Feedback beendet die Sternbildung



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



NGC 602 in the LMC: Hubble Heritage Image

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

Vorhersagen

Was können wir lernen?

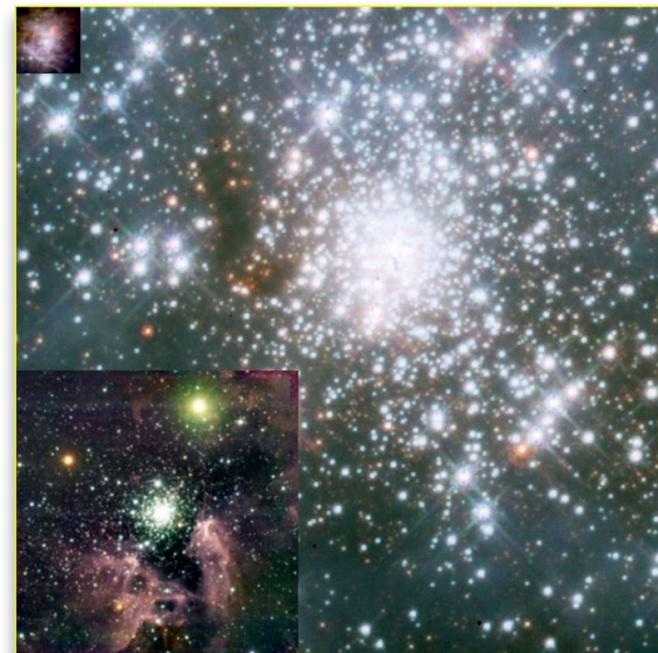
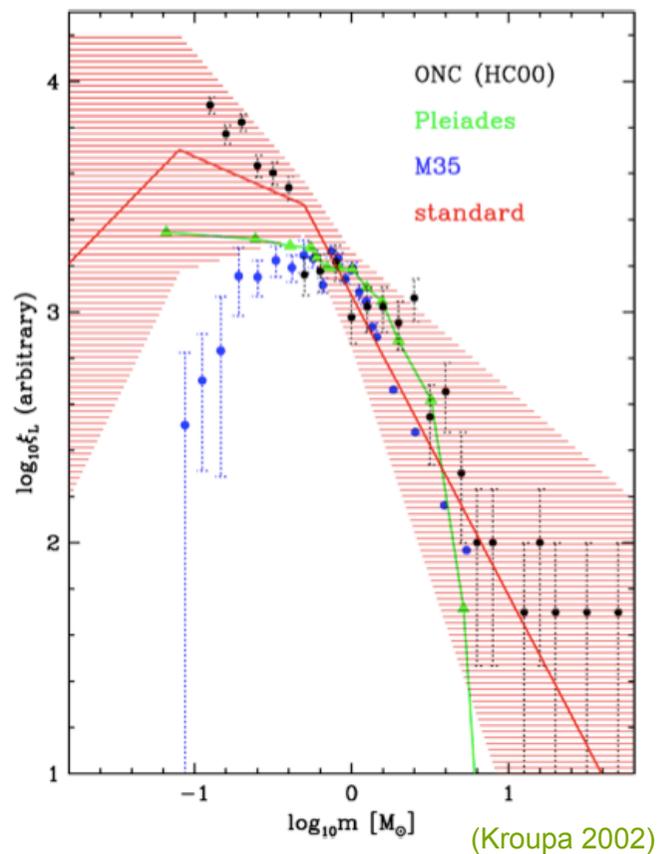
- *Globale Eigenschaften (statistische Betrachtung)*
 - Sternentstehungseffizienz & Zeitskalen
 - Stellare Massenfunktion (IMF)
 - Dynamik junger Sternhaufen
 - Statistische Beschreibung von Überschallturbulenz (PDF's, Δ -Var.)
 - Mischungseigenschaften von Überschallturbulenz (wichtig für die chemische 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

- die anfängliche Massenverteilung scheint einem “universellen” Gesetz zu folgen...



Orion, NGC 3603, 30 Doradus
(Zinnecker & Yorke 2007)

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, Supernovae

Stellare Massenfunktion

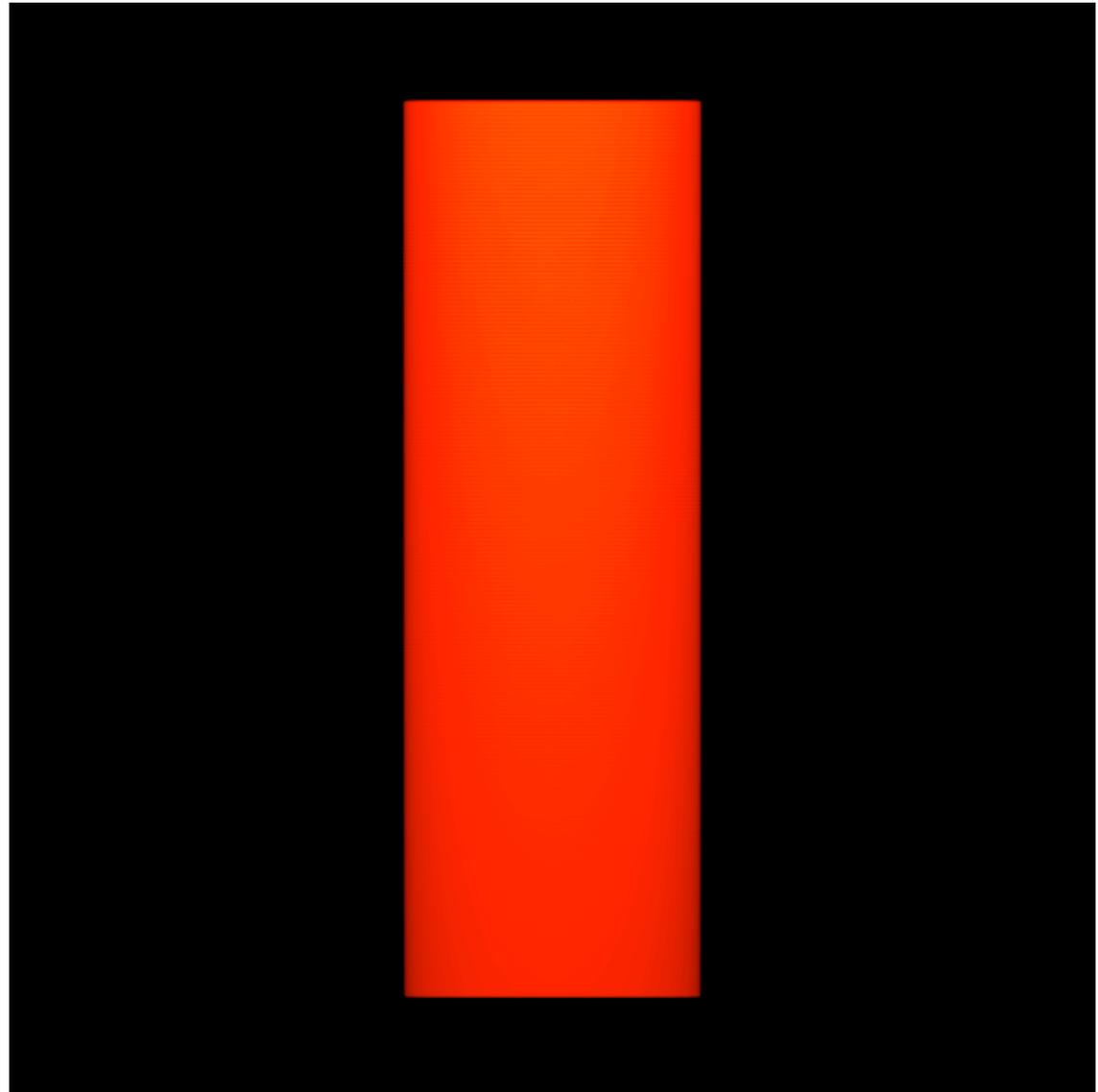
- Verteilung der Sternmassen hängt ab von
 - turbulenten Anfangsbedingungen,
--> Massenspektrum prästellarer Kerne
 - Kollaps und Wechselwirkung prästellarer Kerne,
--> kompetitive Akkretion & N-Körperdynamik
 - thermodynamischen Eigenschaften des Gases.
--> Gleichgewicht von Heiz- und Kühlprozessen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

Modell der Orion Wolke

Simple Modell der
Molekülwolke im Orion:

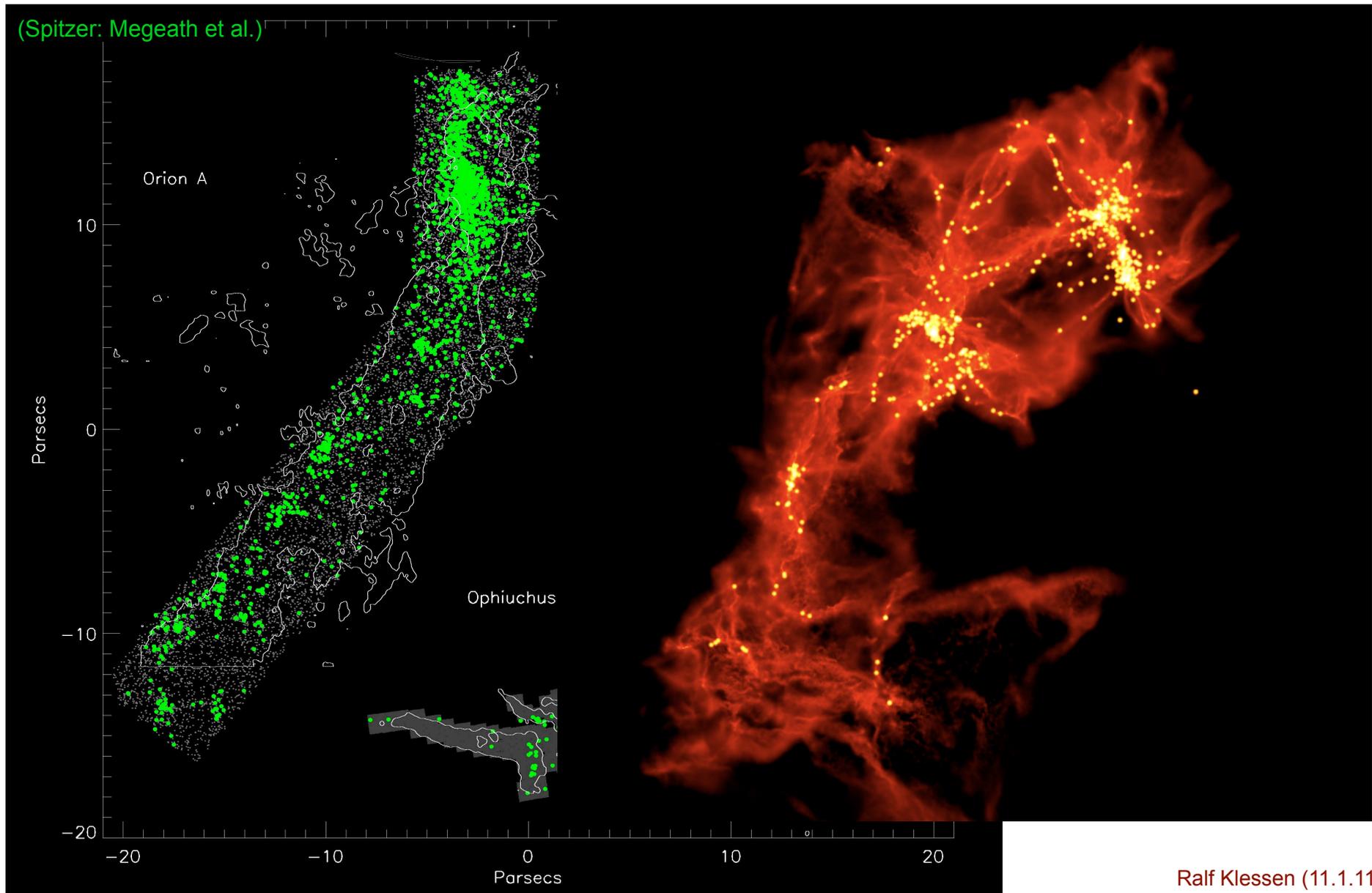
*15.000.000 SPH Teilchen,
10⁴ M_{sun} in 10 pc,
Massenauflösung 0,02 M_{sun},
isotherme Zustandsgleichung,
oberer Teil gebunden, unterer
ungebunden*

- Bildet ~2.500 „Sterne“
(sink particles)
- Sternbildung in Haufen aber
auch eher isoliert (beide
Modi der Sternentstehung)
- Effizienz variiert zwischen
1% und 20%



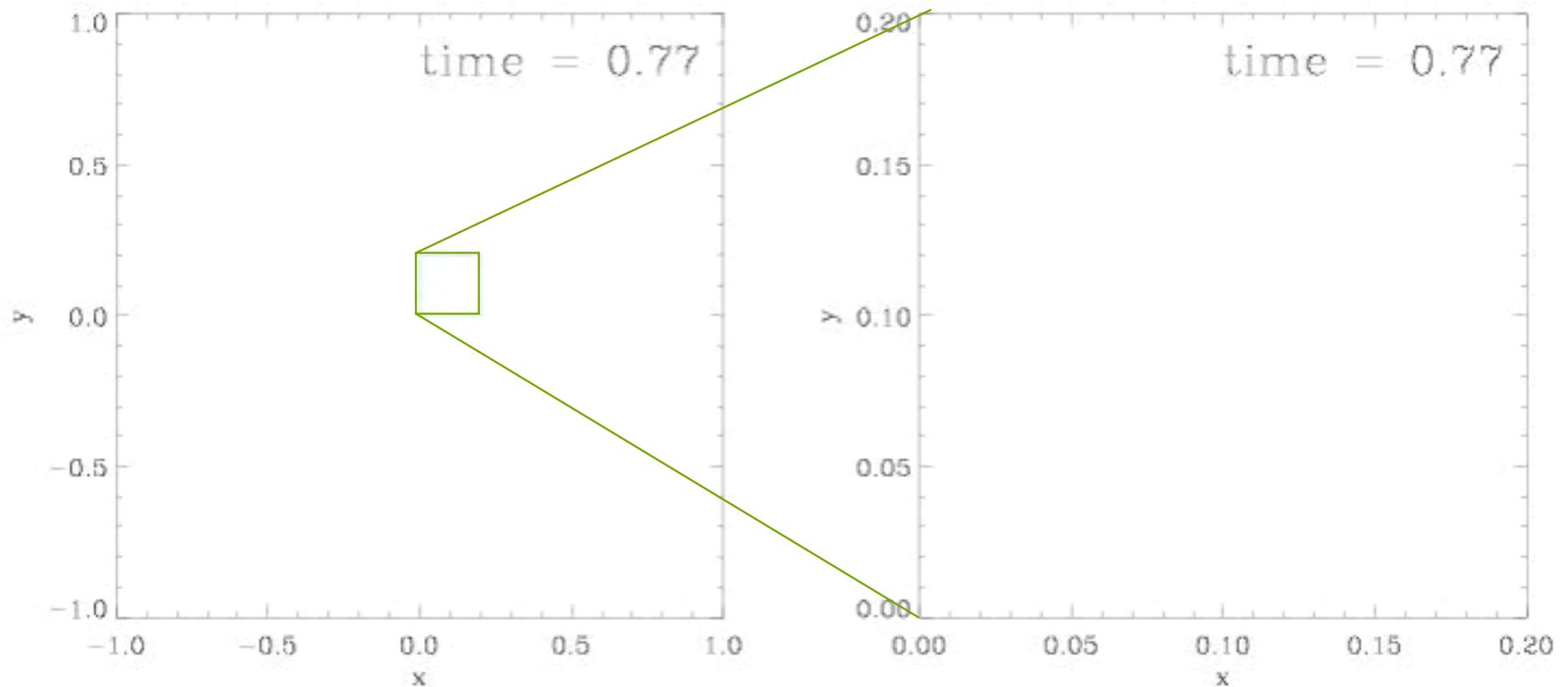
(Bonnell et al. 2007)

Modell der Orion Wolke



Bildung von Sternhaufen

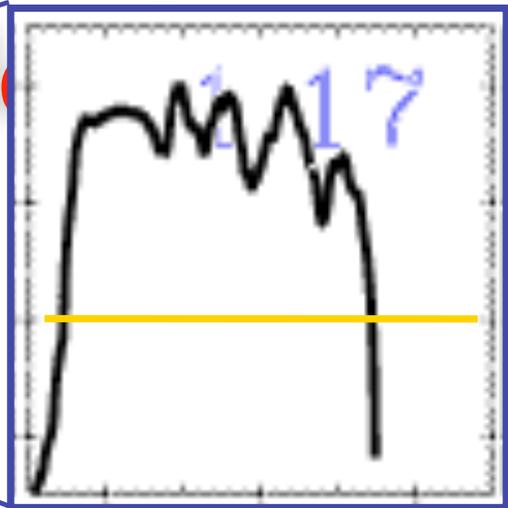
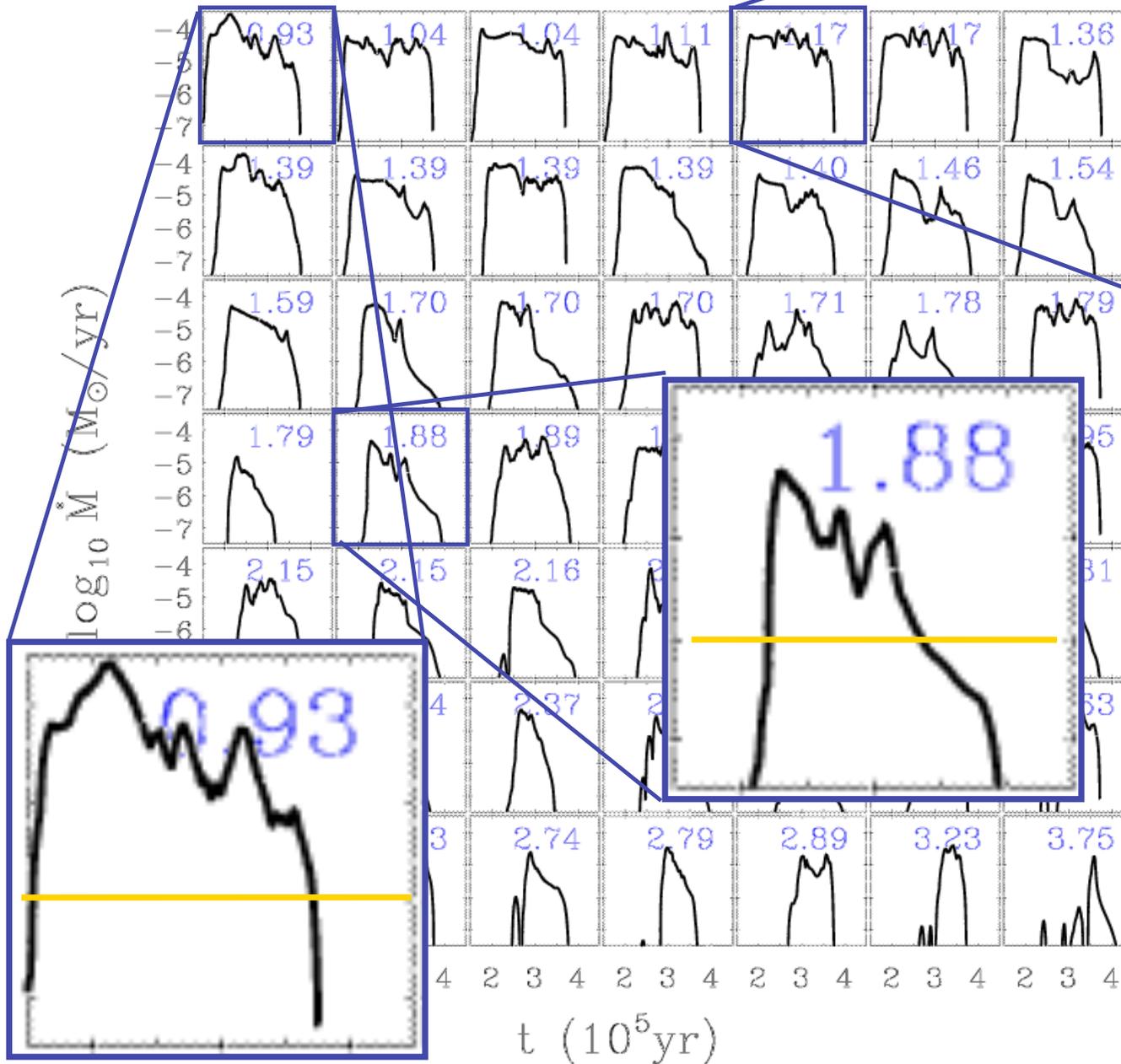
Fast alle Sterne bilden sich in Haufen - dynamische Prozesse wichtig



Trajektorien junger Protosterne im sich bildenden Haufen.

(from Klessen & Burkert 2000, ApJS, 128, 287)

Akkretionsraten in H₂



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

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

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, Supernovae

Zustandsgleichung

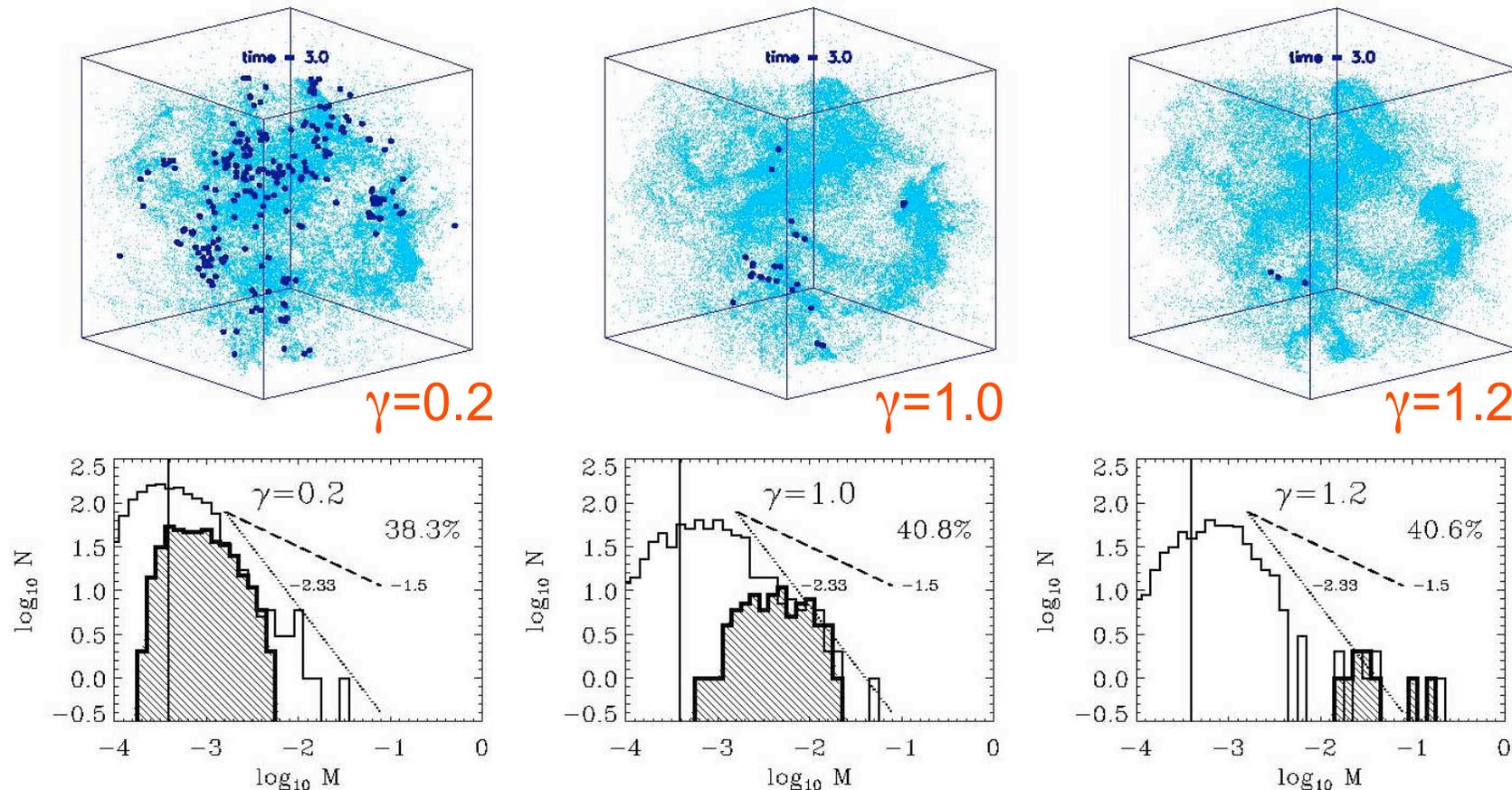
- Zustandsgleichung beschreibt Abhängigkeit des Druckes von Dichte und Temperatur:

$$P = \rho/m kT$$

$$P \sim \rho^\gamma$$

- Zustandsgleichung reguliert Fragmentation:
 - $\gamma < 1$: dichter Haufen von massearmen Sternen
 - $\gamma > 1$: isolierte massereiche Sterne hängt ab von

Einfluss der Zustandsgleichung



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

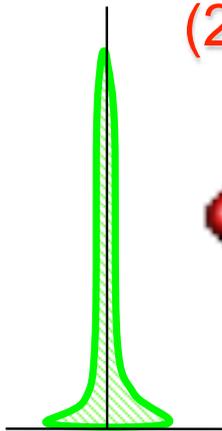
für $\gamma > 1$ Fragmentation unterdrückt → Bildung *isolierter massereicher Sterne*

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

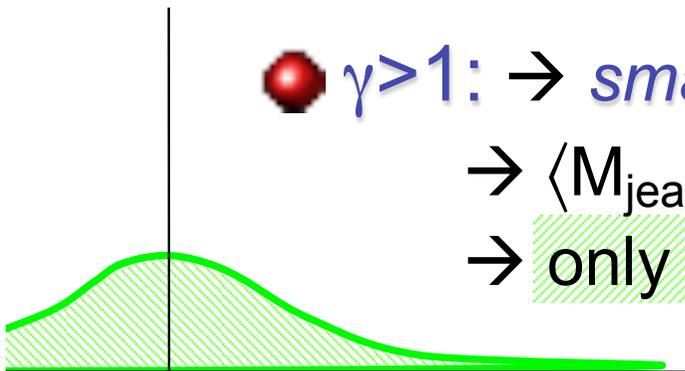
Wie funktioniert das?

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

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



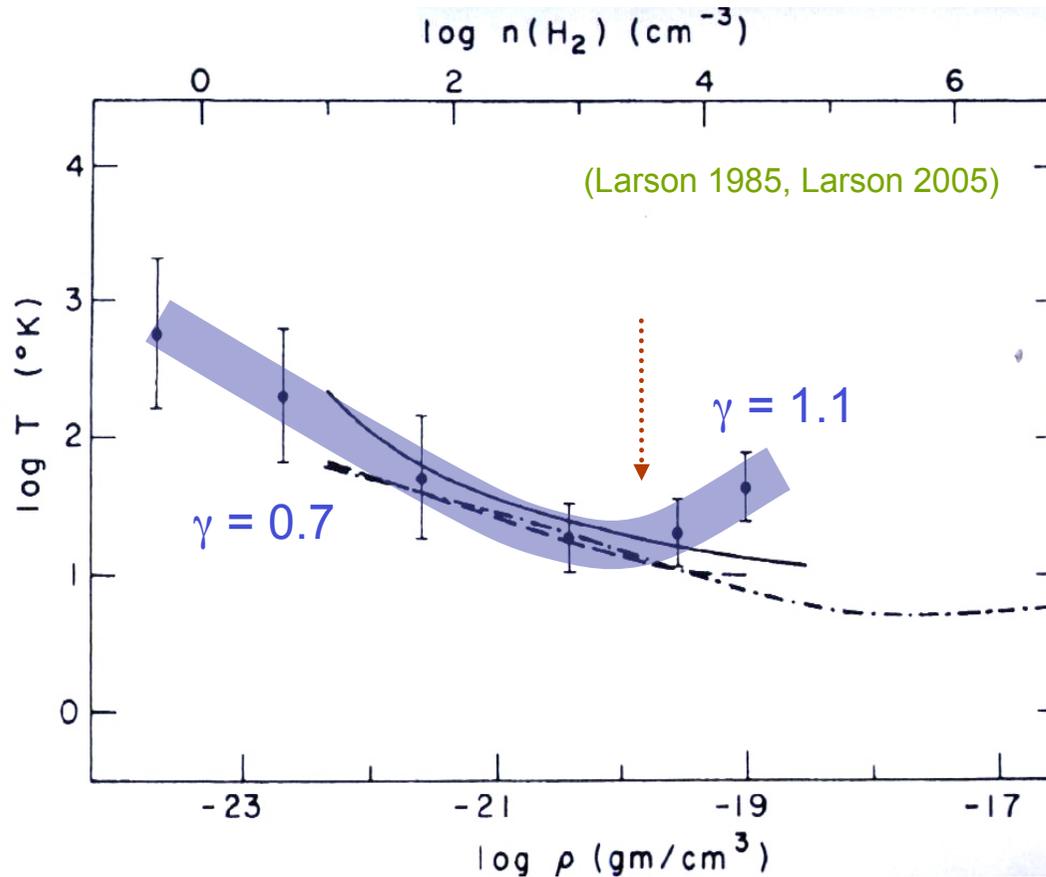
- $\gamma < 1$: \rightarrow *large* density excursion for given pressure
 - $\rightarrow \langle M_{\text{jeans}} \rangle$ becomes small
 - \rightarrow number of fluctuations with $M > M_{\text{jeans}}$ is large



- $\gamma > 1$: \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 $10^{-18} \text{ gcm}^{-3}$: $\uparrow \rho \Rightarrow \uparrow T$

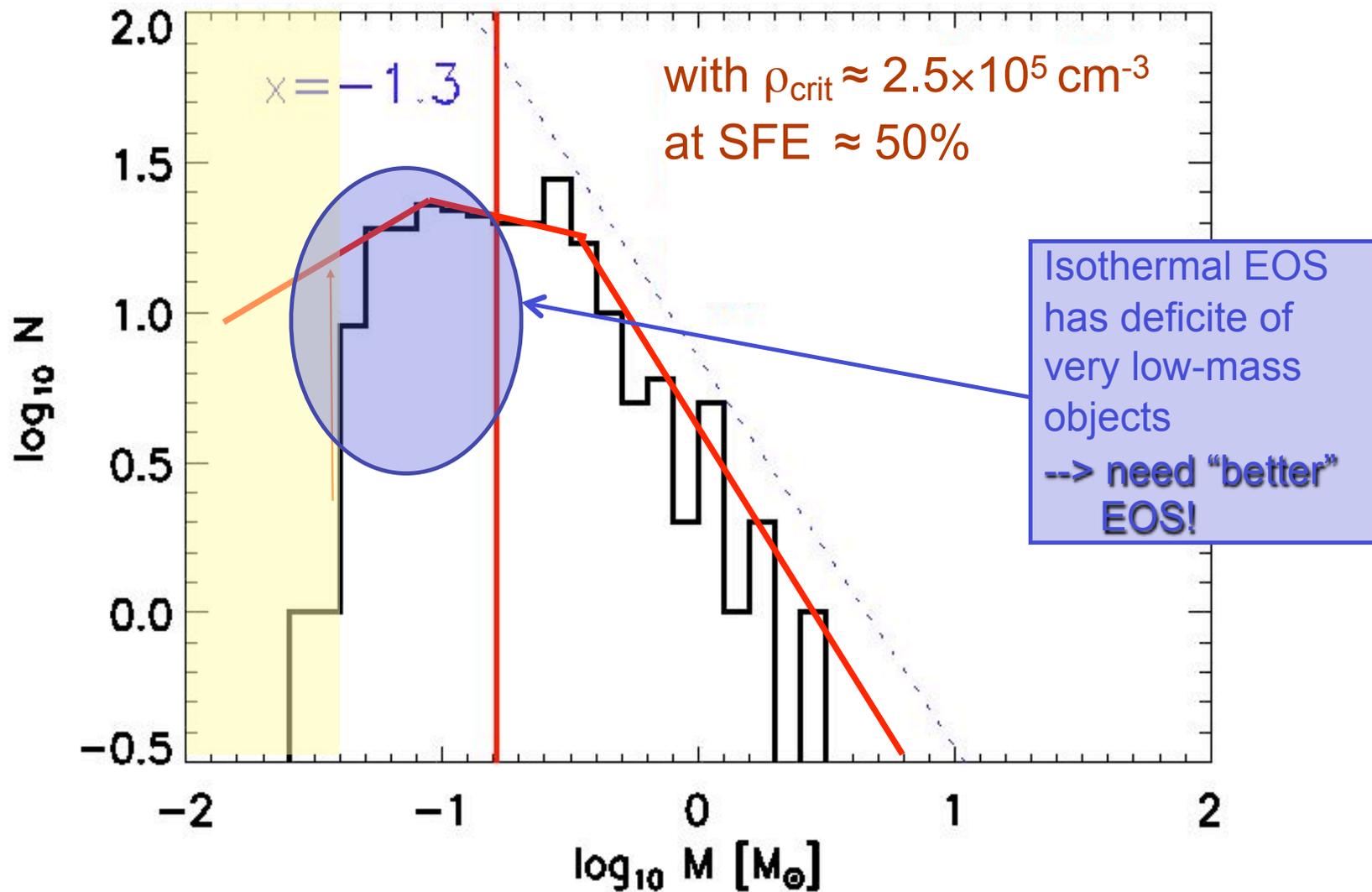


$$P \propto \rho^\gamma$$

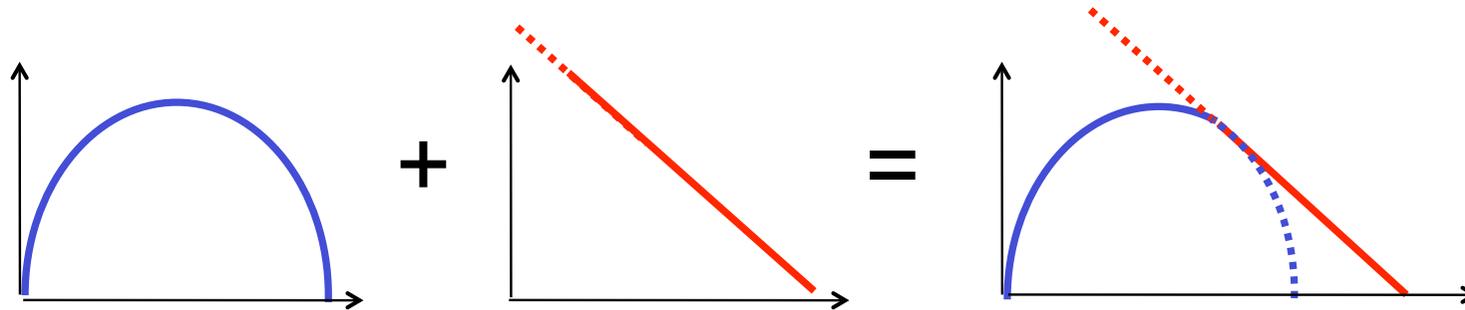
$$P \propto \rho T$$

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

Vergleich mit beobachteter IMF



Plausibilitätsargument



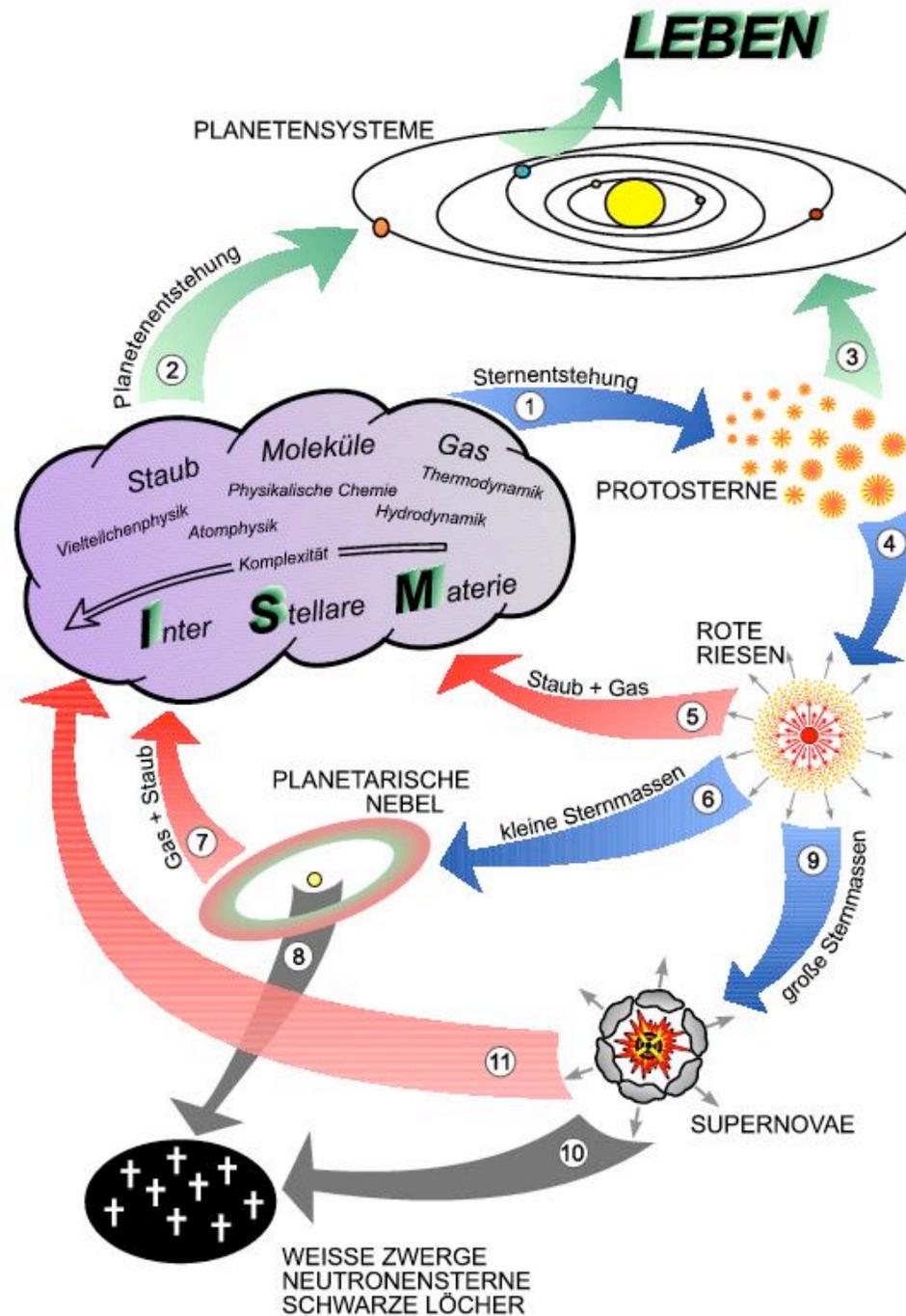
- Überschallturbulenz ist skalenfreier Prozess
→ *Potenzgesetz*

- *Aber auch:* Turbulenz und Fragmentation sind hochgradig stochastische Prozesse → zentraler Grenzwertsatz
→ *Gauß Verteilung*

Zusammenfassung

Sternentstehung

- *Sterne entstehen in überschall-turbulenten Molekülwolken.*
- *Interstellare Turbulenz bestimmt Dichte und Geschwindigkeitsstruktur*
- *Protosterne bilden sich durch gravoturbulent Fragmentation*
- *Fast alle Sterne bilden sich in Haufen. → Wechselwirkung in der Hauptakkretionsphase*
- *Sternentstehung ist hochgradig stochastischer Prozess*
- *Zeitskala und räumliche Verteilung der Sterne bestimmt durch ISM Turbulenz*
- *Thermodynamik des Gases bestimmt Fragmentationseigenschaften (fundamentale atomare und molekulare Parameter)*
- *Universelles stellares Massenspektrum (Abweichungen im frühen Universum)*



(from AG meeting in Berlin 2002)

Danke!