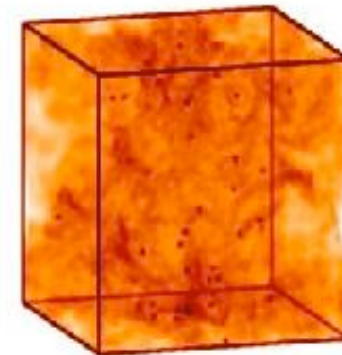
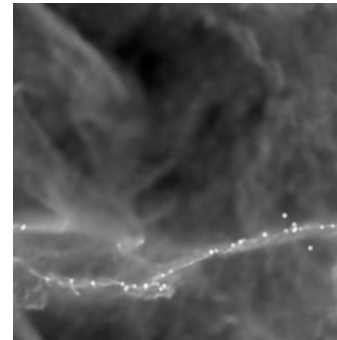
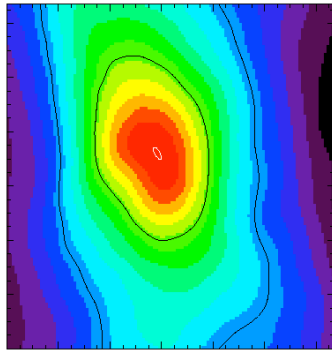


Sternentstehung



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

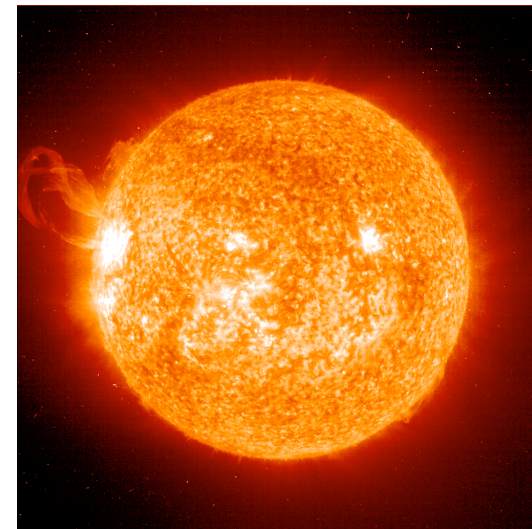
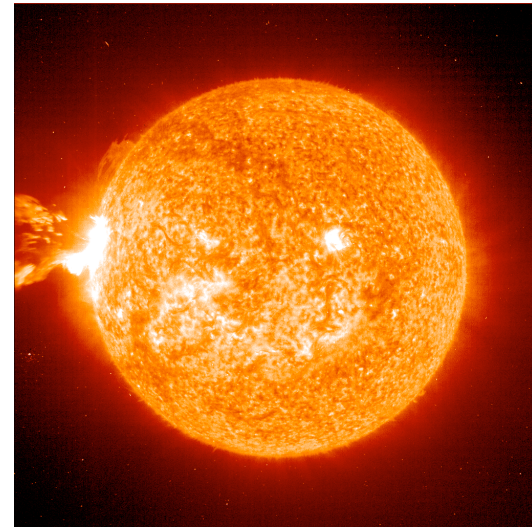
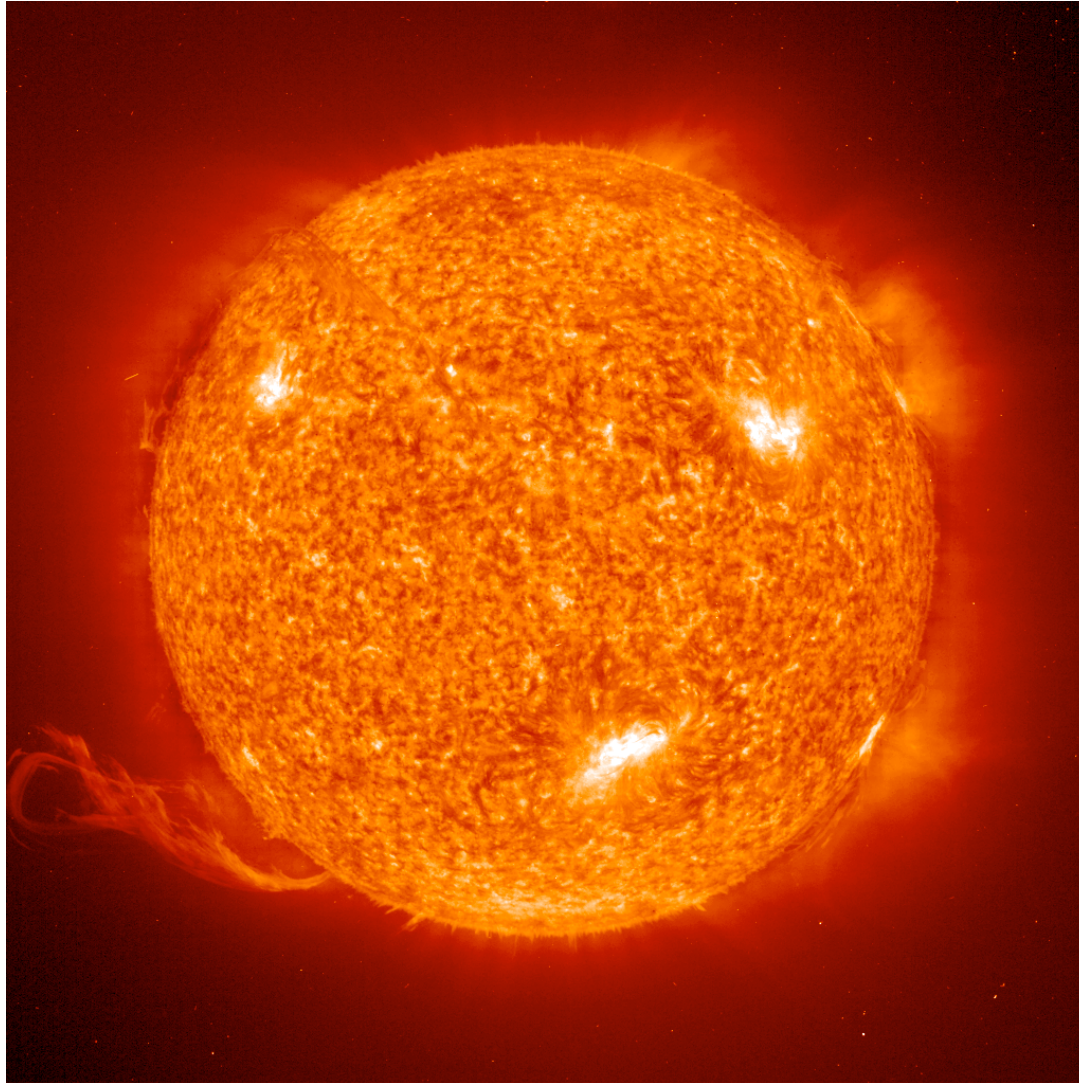
- Statistik der interstellaren Turbulenz

- Stellare Massenfunktion

Phänomenologie

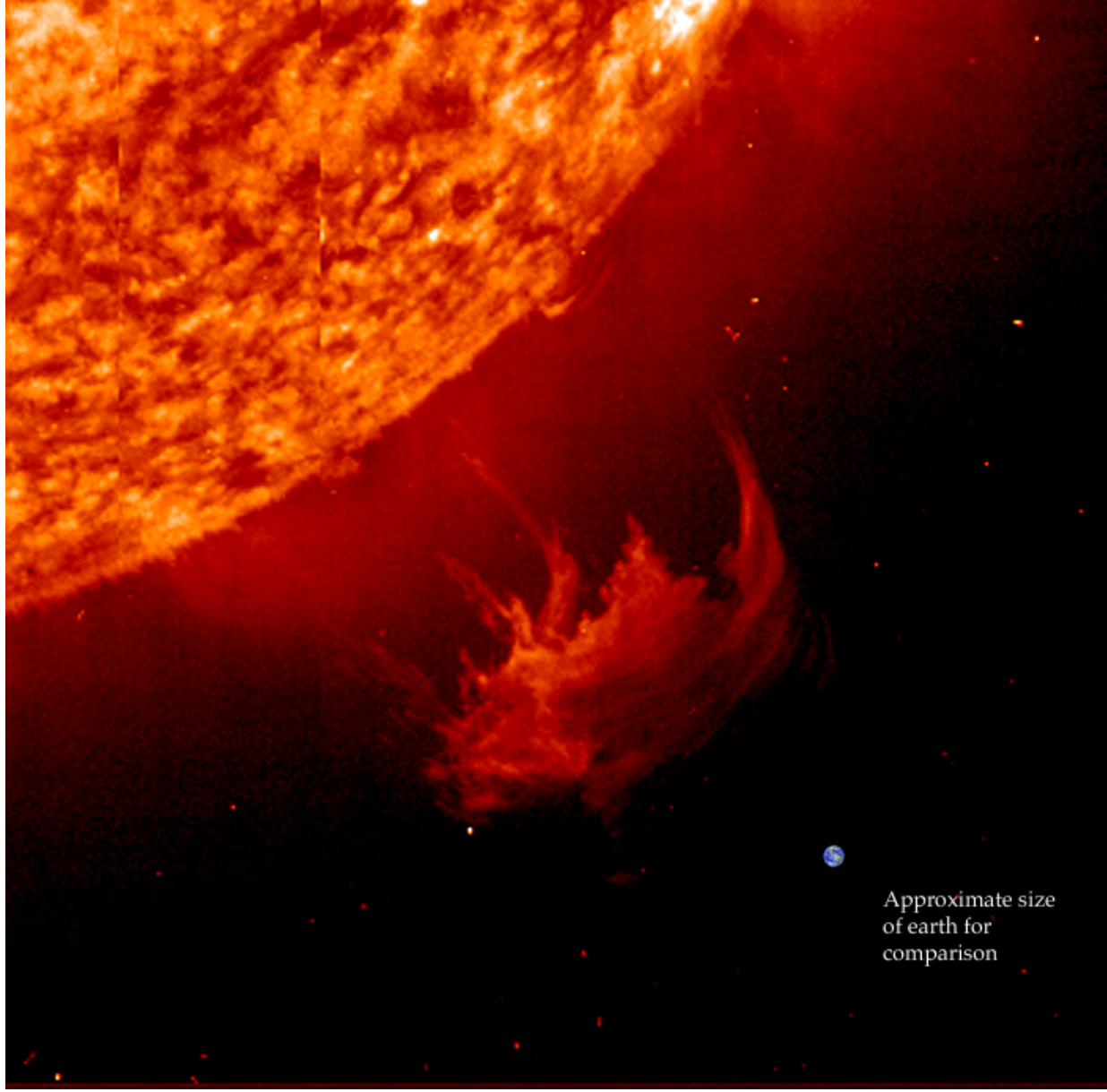
Theorie

WAS?



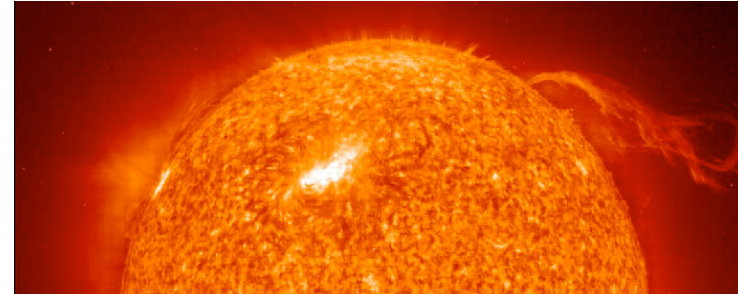
Unsere Sonne in verschiedenen Aktivitätsphasen

Größenvergleich: Sonne - Erde



Sterne: die Sonne

Eigenschaften der Sterne
(Stellare Zustandsgrößen):



Unsere Sonne ☉ als Referenzstern

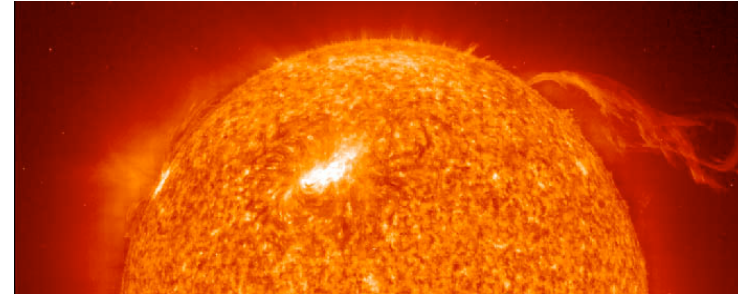
Radius	R_{\odot}	696 000 km
Masse	M_{\odot}	$1,989 \times 10^{30}$ kg
Leuchtkraft	L_{\odot}	$3,86 \times 10^{26}$ W
effektive Temperatur	T_{eff}	5800 K (Oberfläche)
Zentraltemperatur	T_{zentral}	15×10^6 K
Alter	t_{\odot}	4.5×10^9 a

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):



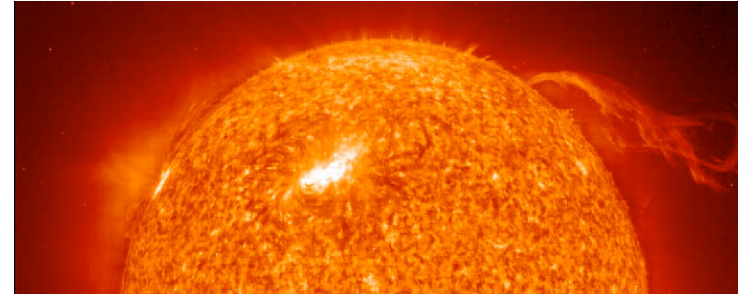
Unsere Sonne ☉ als Referenzstern

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

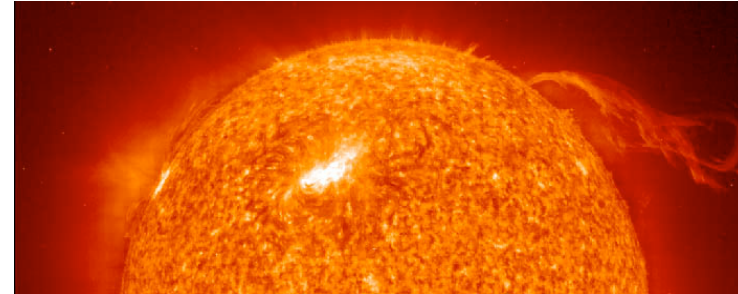
Sterndichte in Starburst-Regionen $n_* \approx 10^4 \text{ pc}^{-3}$

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

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

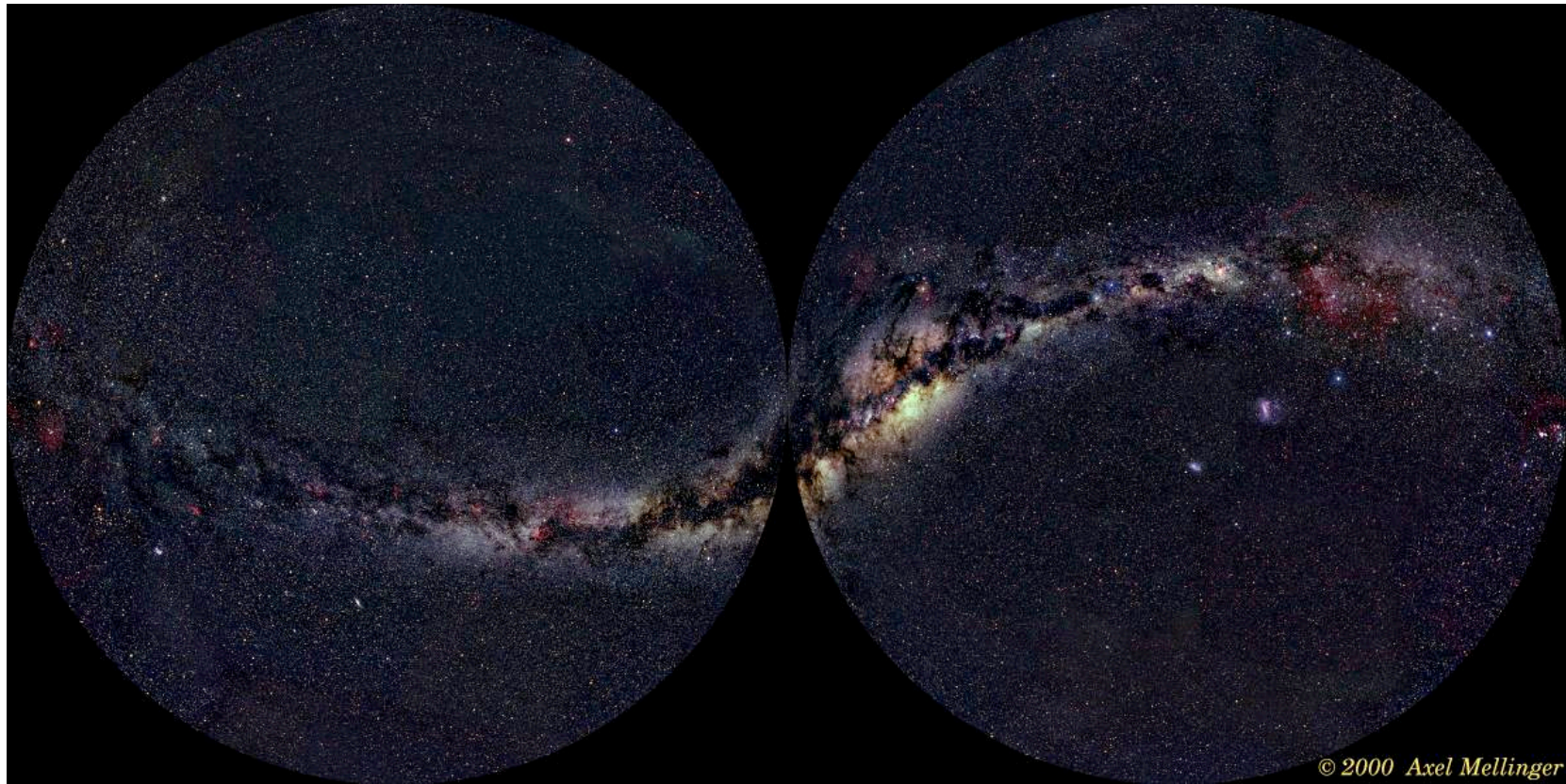
$$\varnothing \approx 1,4 \times 10^{11} \text{ cm}$$

Erddurchmesser

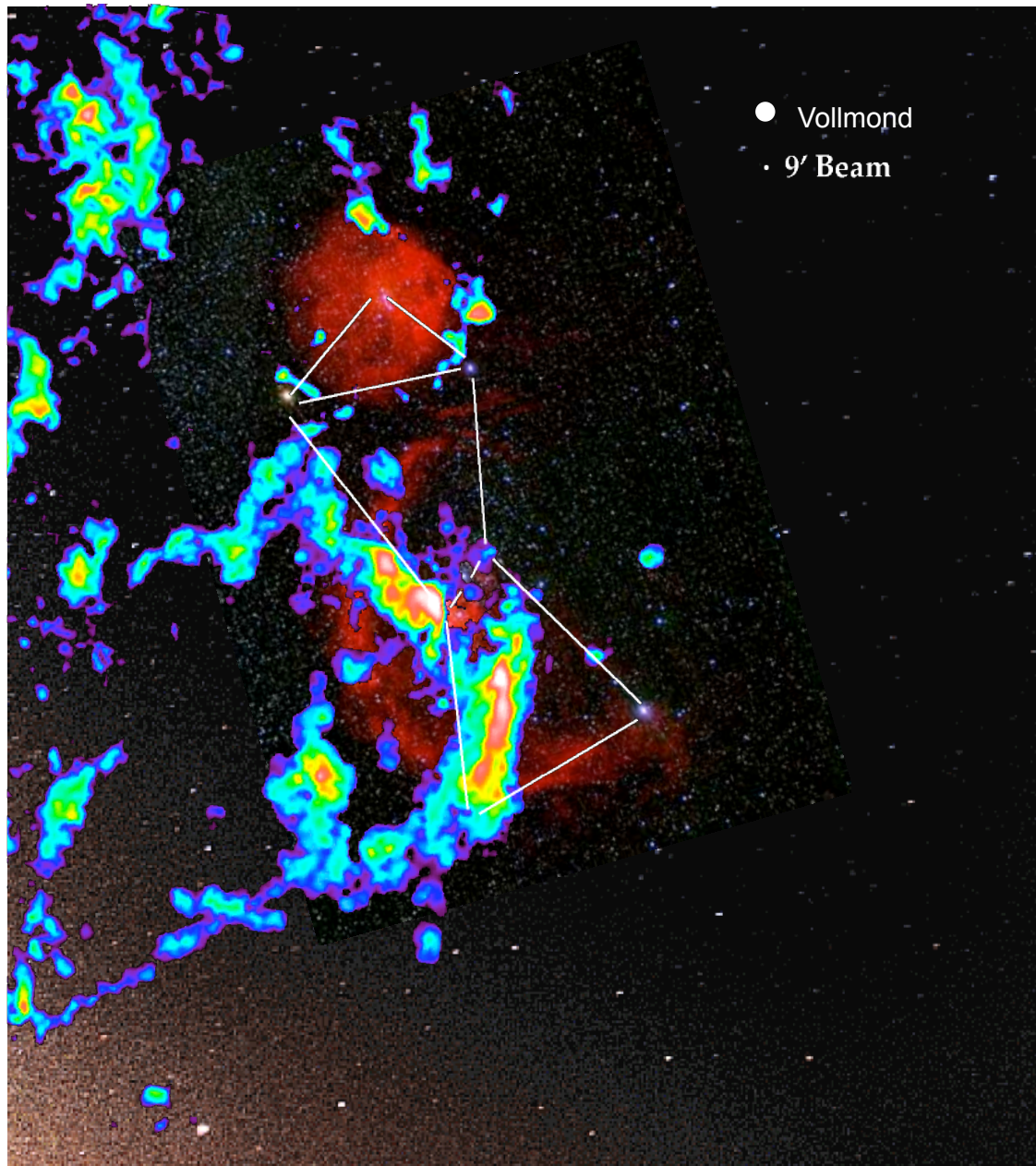
$$\varnothing \approx 1,3 \times 10^9 \text{ cm}$$

WANN?
WO?

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.

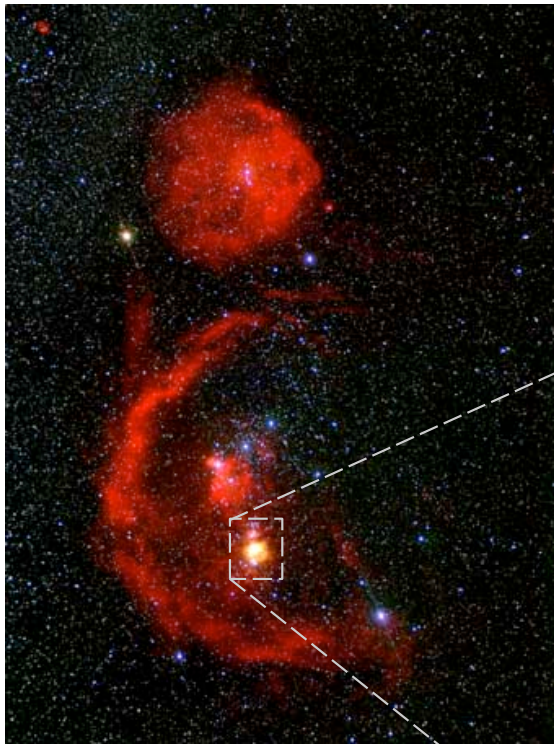


Stern- entstehung in Orion

Wir sehen

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

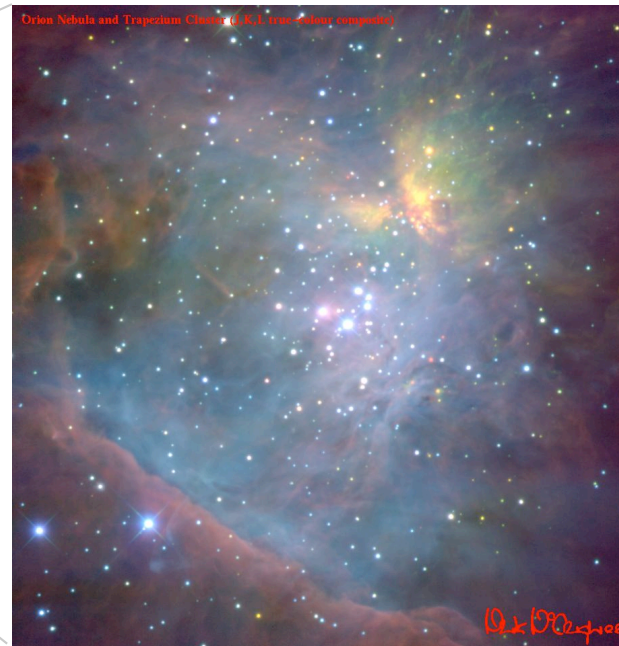
Lokales SE Gebiet: Trapezhaufen in Orion



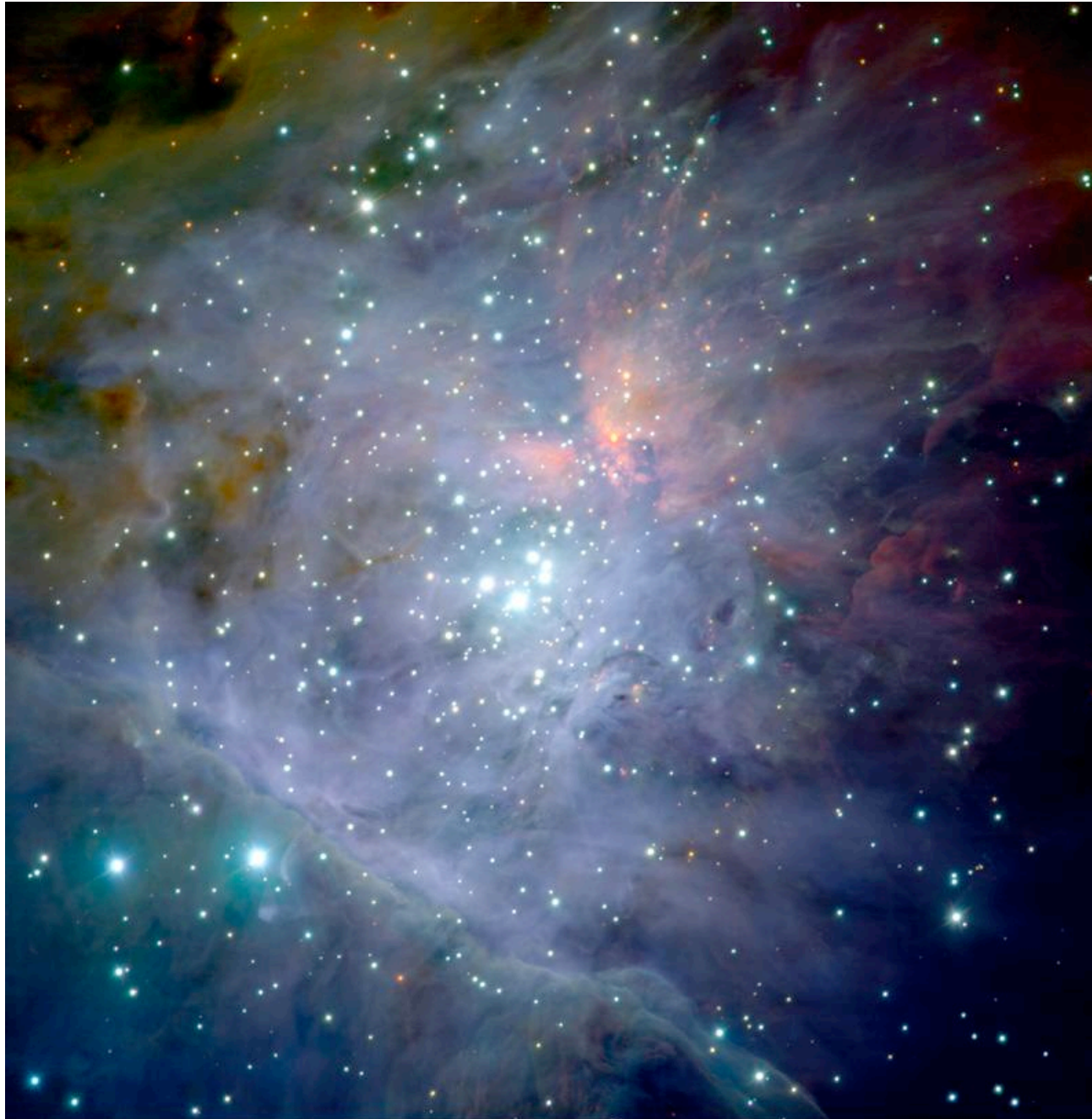
Sternbild Orion

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)

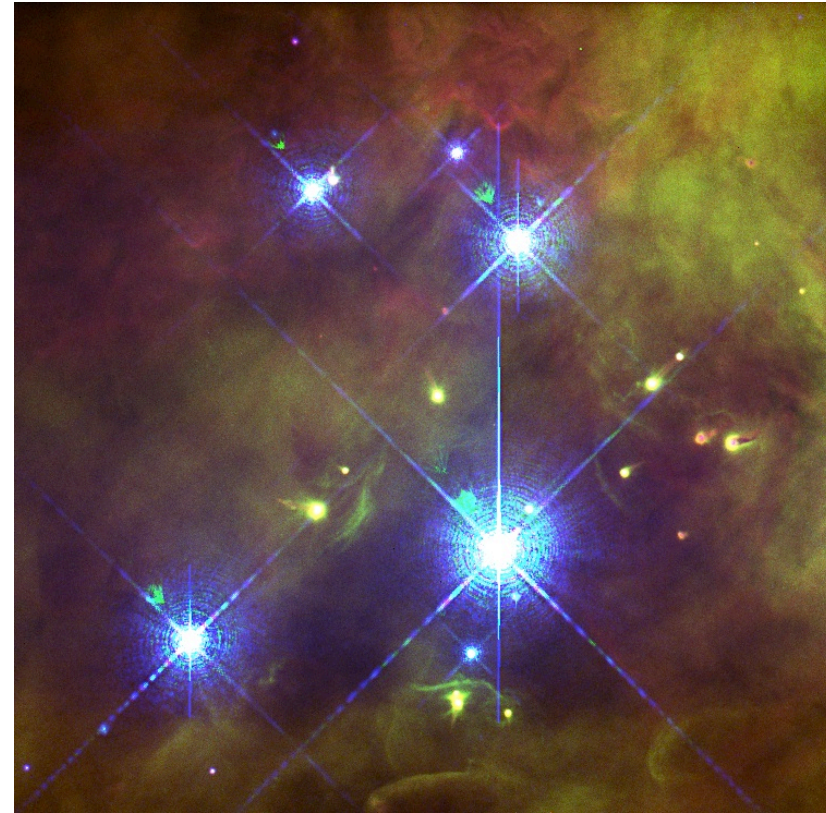
- Sterne ent-
stehen in
Haufen
- Sterne ent-
stehen in
**Molekül-
wolken**
- **Rückkopp-
lungseffekte**
sind wichtig

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

Trapezhaufen: Zentralgebiet



Der Großteil der ionisierenden Strahlung kommt vom Zentralstern **Θ 1C Orionis**

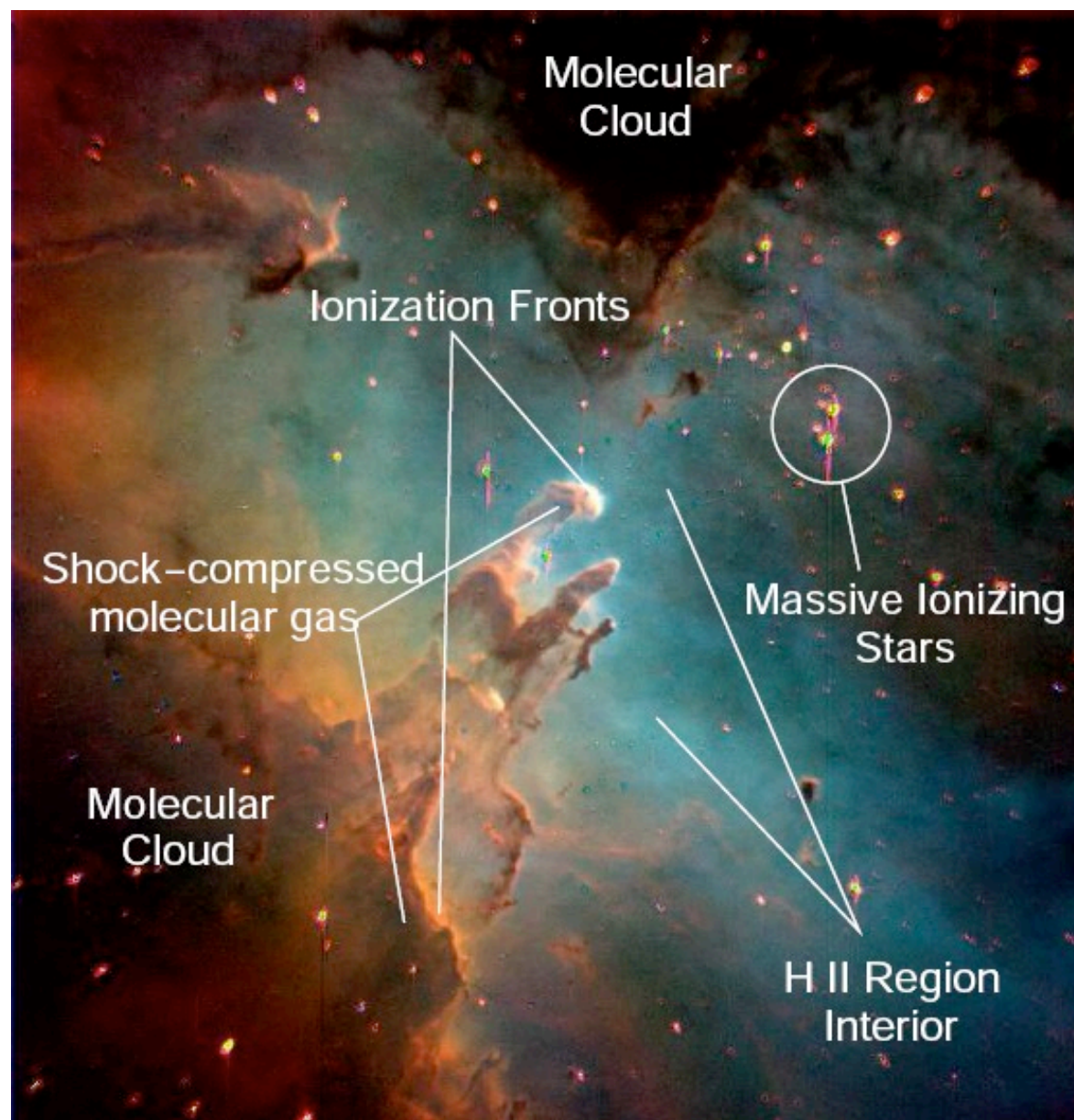


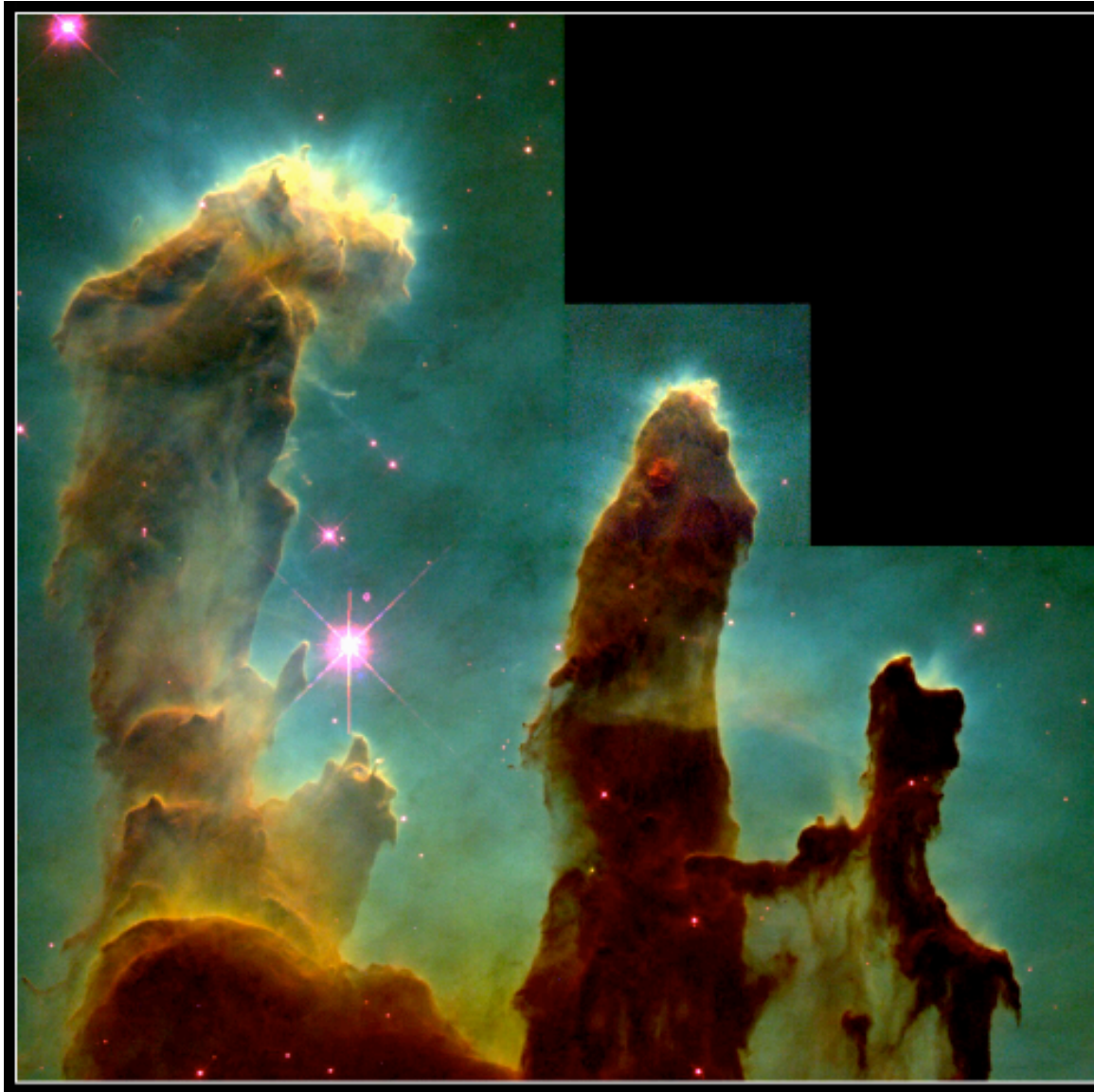
Proplyds: Verdampfende ``protoplanetare`` Scheiben um junge massearme Protosterne

(Abbildung Doug Johnstone et al.)

Ralf Klessen (22.06.2009)

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 (22.06.2009)

Aufnahme im
Infraroten.



(Andersen et al 2005)



IR Aufnahme mit dem ESO-VLT

Head of Column No.1 in Eagle Nebula (IR-View)
(VLT ANTU + ISAAC)

ESO PR Photo 37c/01 (20 December 2001) © European Southern Observatory

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.

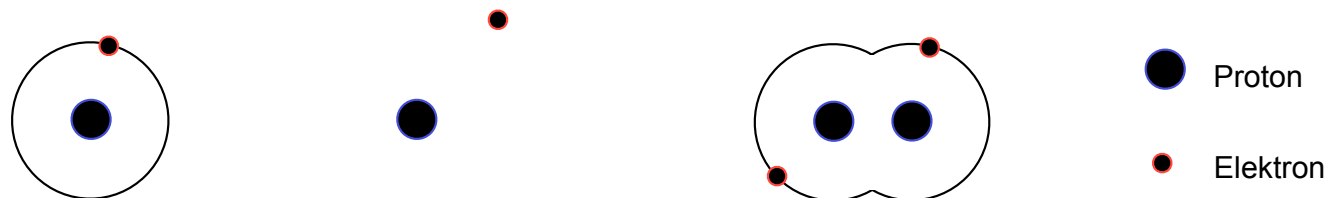
Phasen der ISM

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

Ionisierter atomarer Wasserstoff $\text{HII (H}^+)$
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

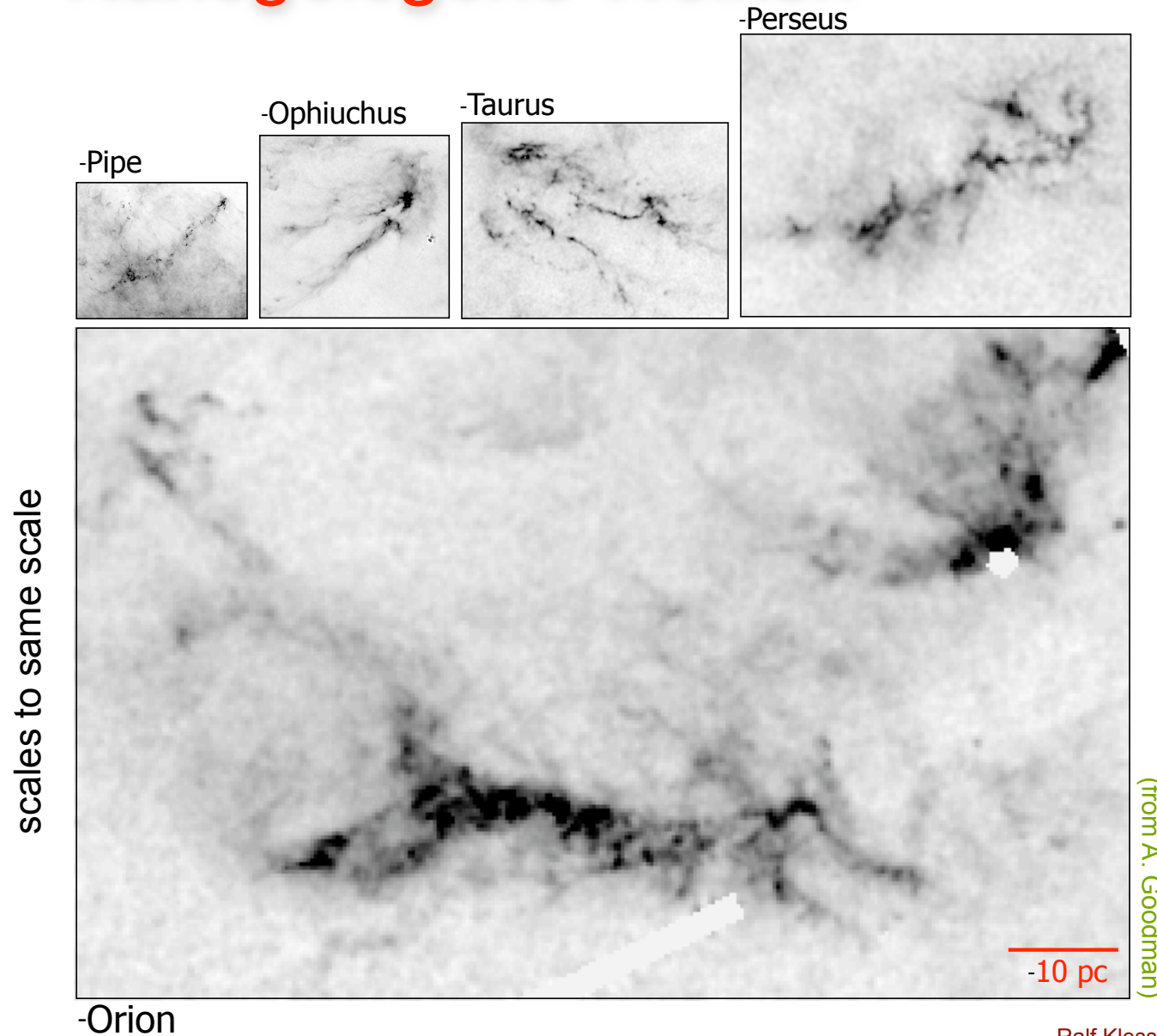
 Ionisation
Phasenübergang

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!

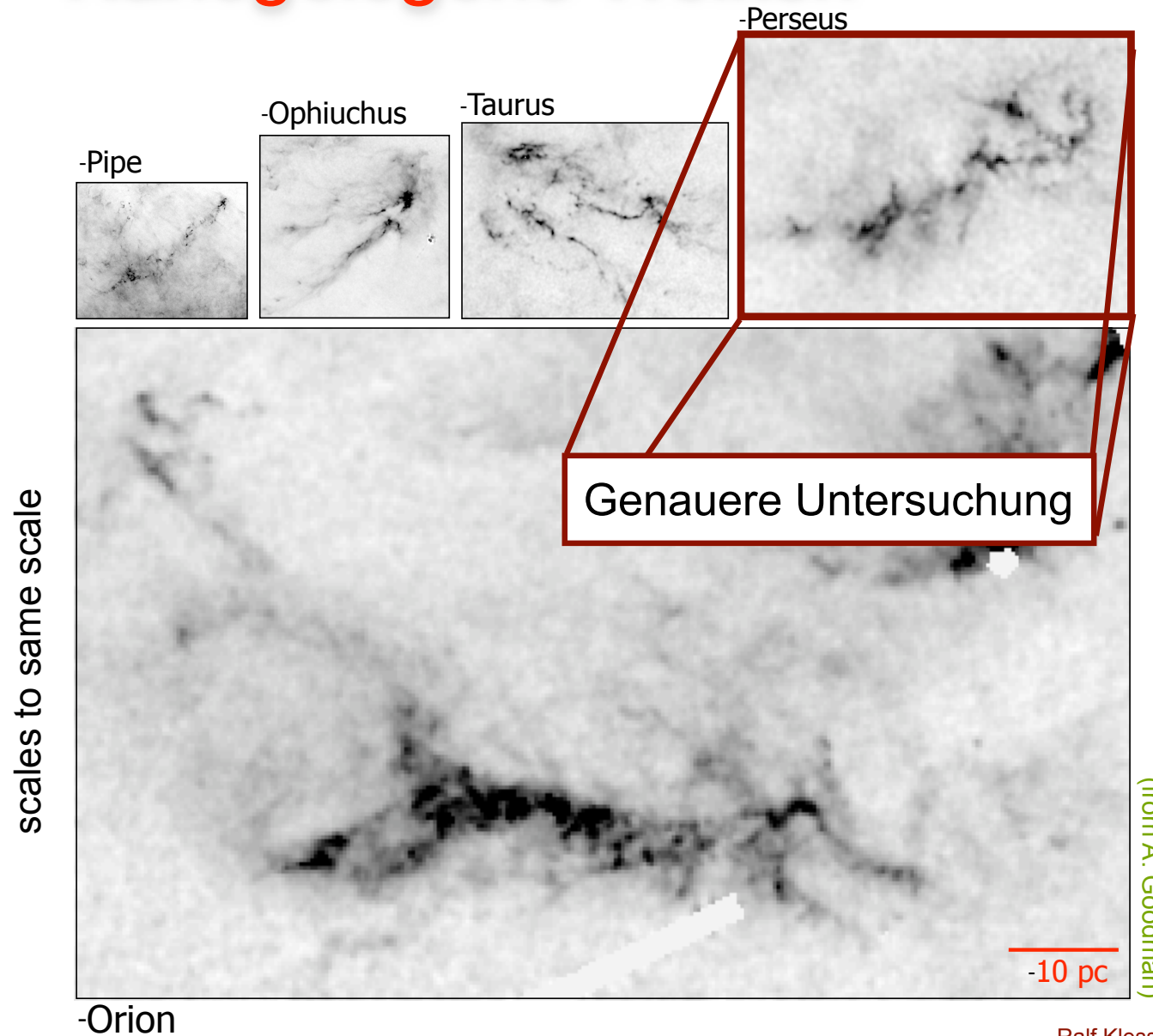


Nahegelegene Wolken





Nahegelegene Wolken



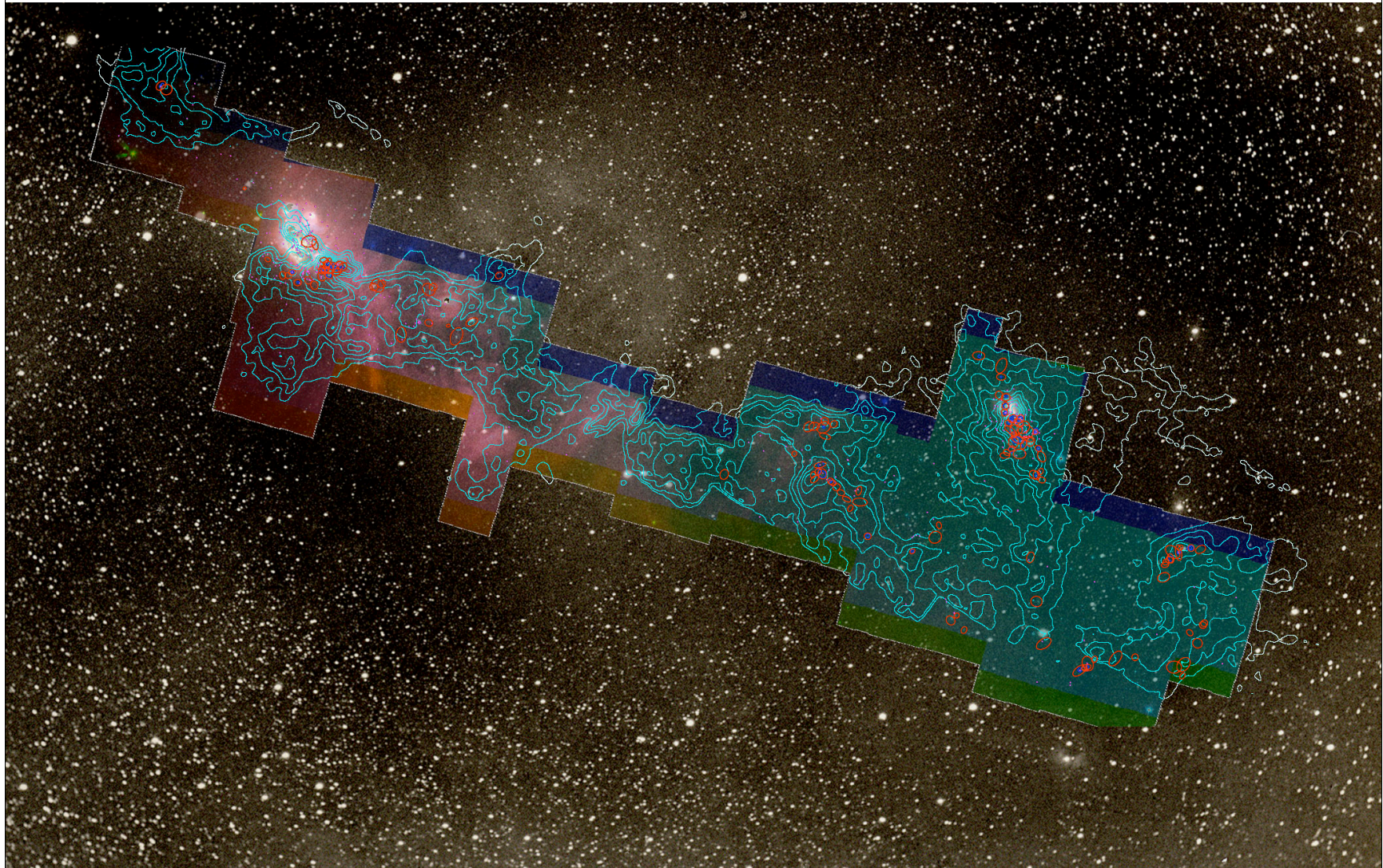


image from Alyssa Goodman: COMPLETE survey

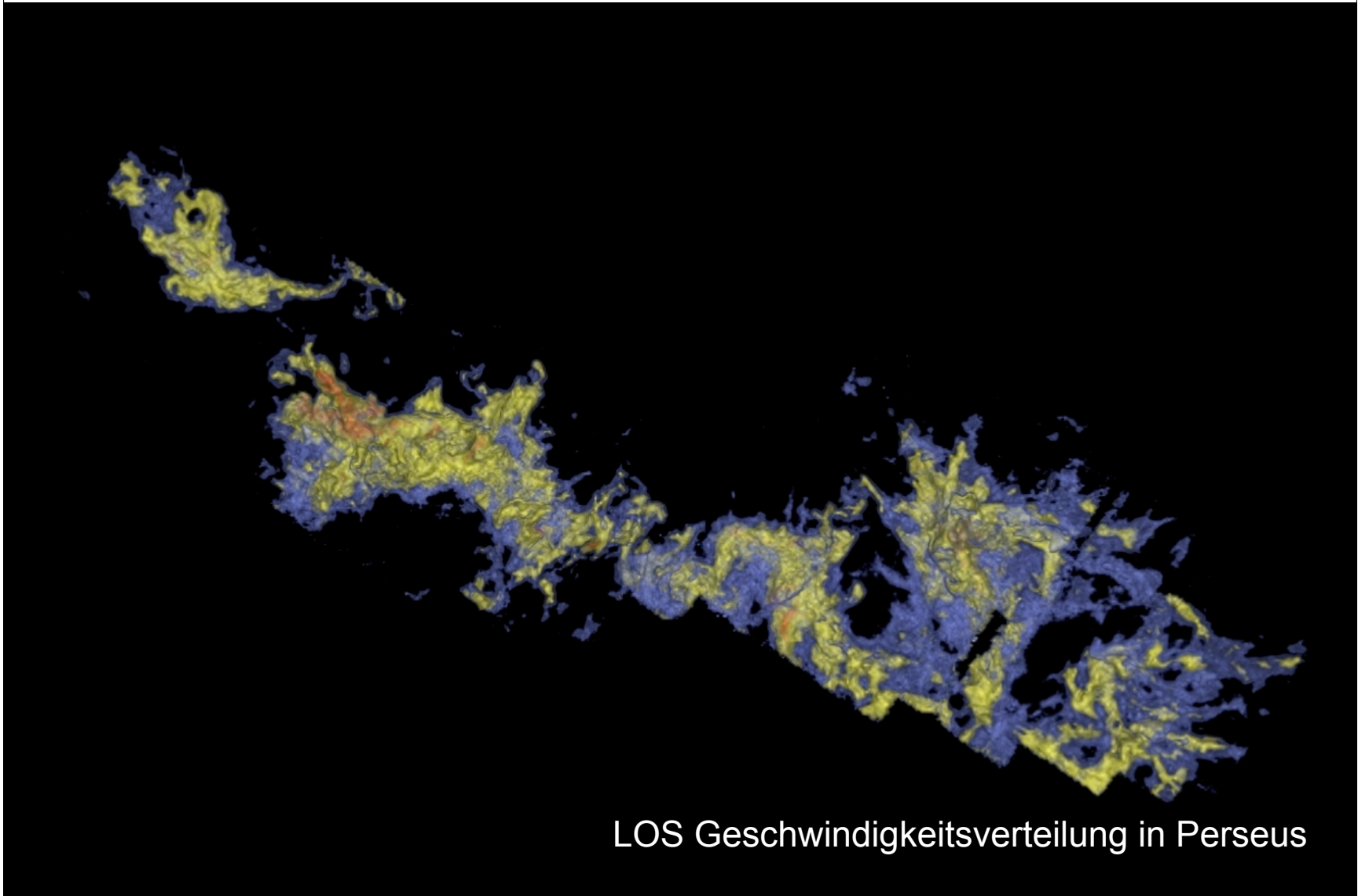
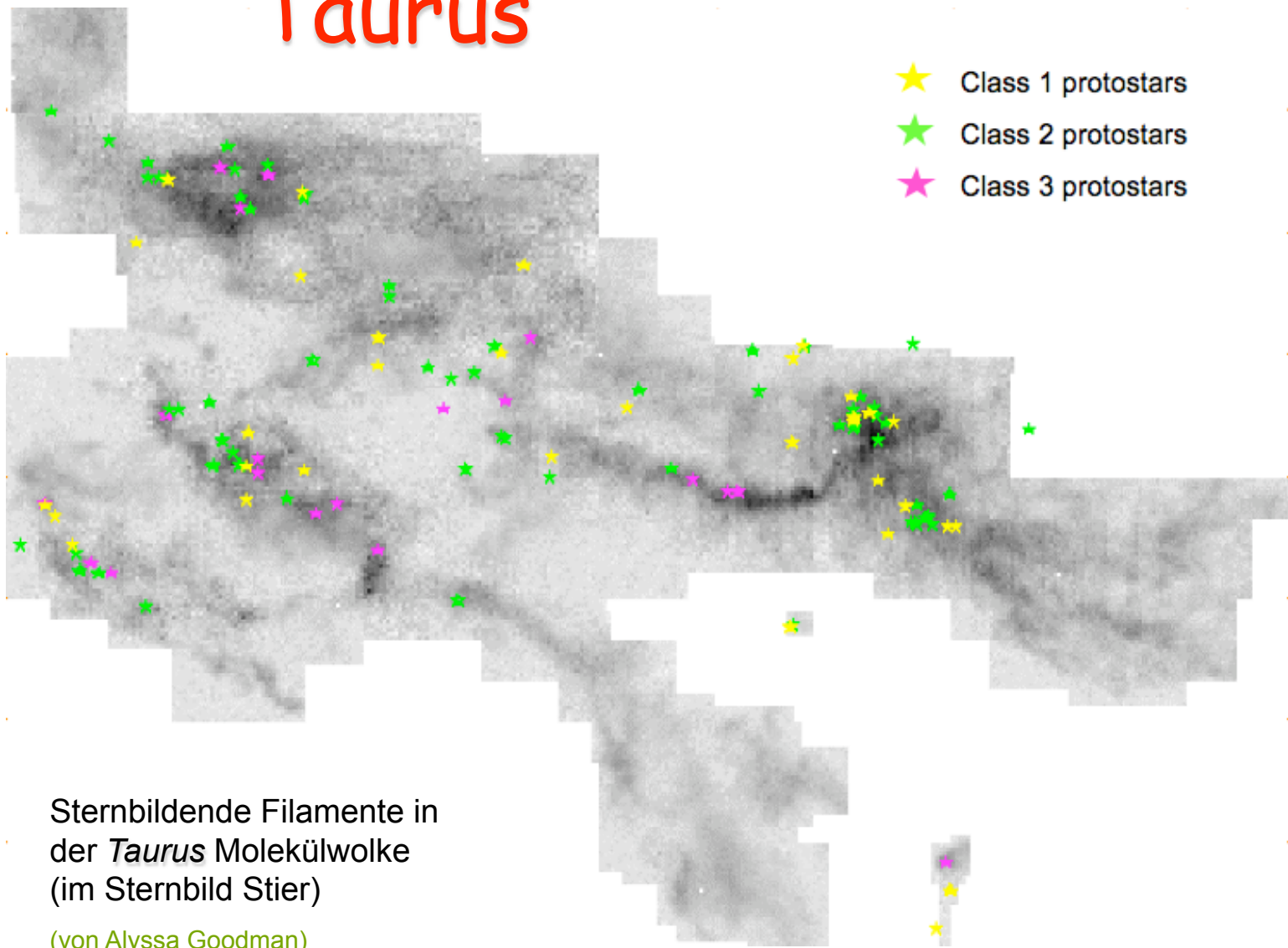


image from Alyssa Goodman: COMPLETE survey

Ralf Klessen (22.06.2009)

Taurus



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

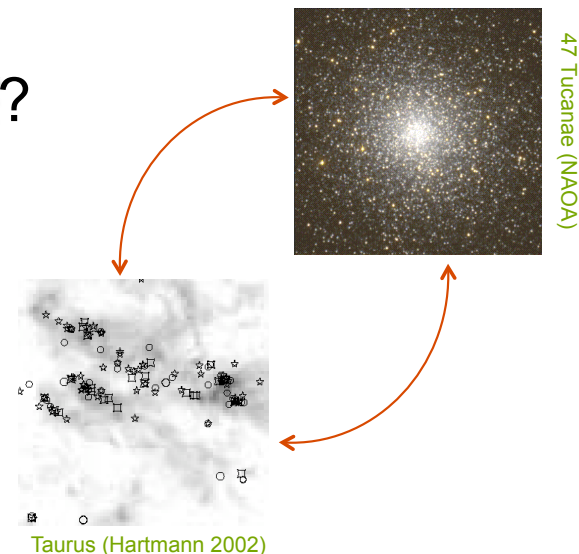
(von Alyssa Goodman)

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*

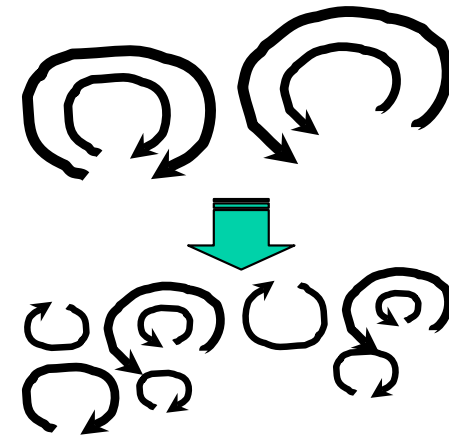
$$\text{Re} = \frac{\text{Advektion}}{\text{Dissipation}} = \frac{VL}{\nu}$$

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

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

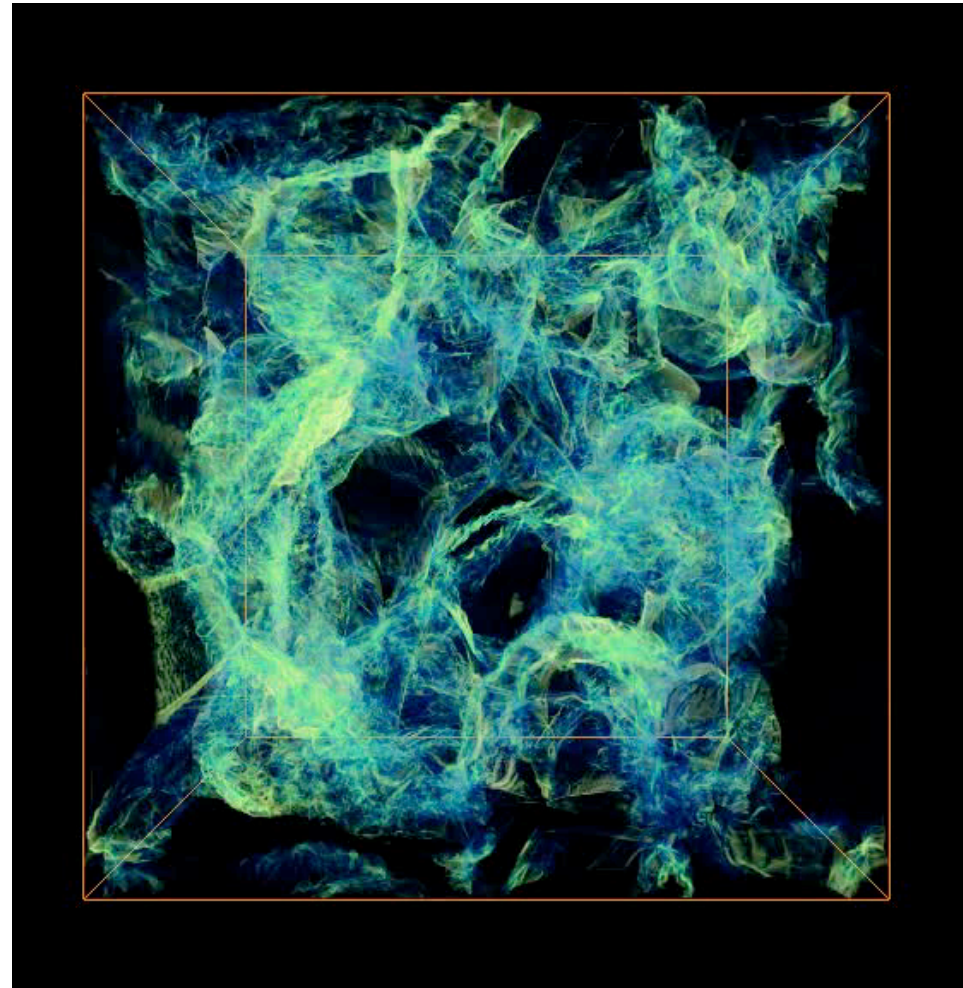
(nur auf großen Skalen kann Homogenität & Isotropie gelten, in statistischem Sinn;
z.B. Landau & Lifschitz, Chandrasekhar, Taylor, etc.)

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



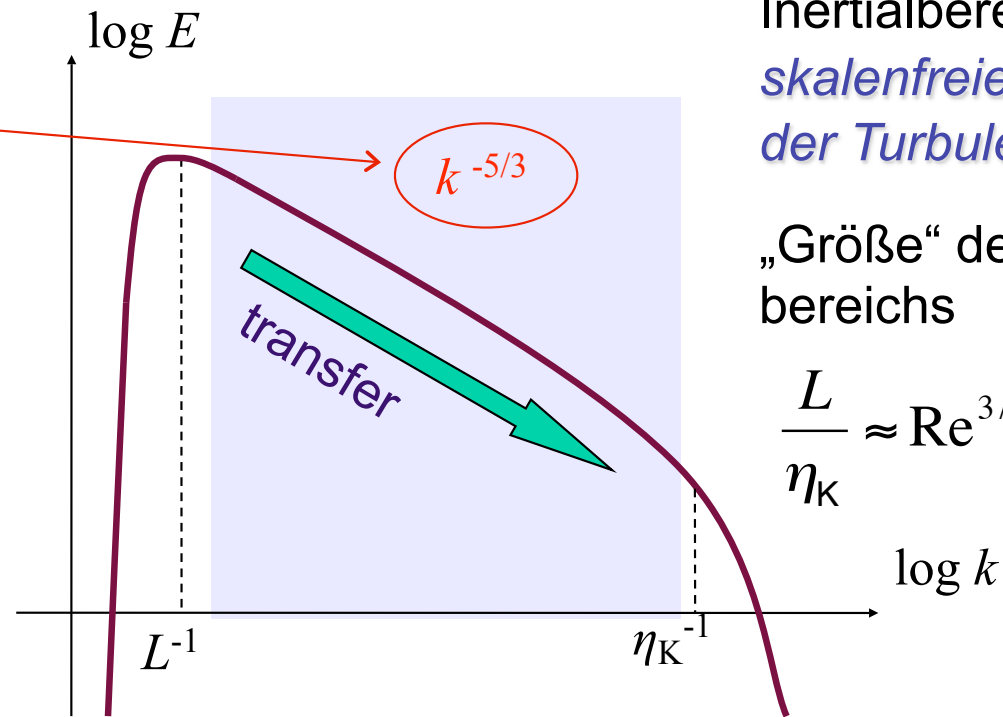
Eigenschaften der Turbulenz

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



Turbulente Kaskade

Kolmogorov (1941) Theorie
der inkompressiblen Turbulenz



Inertialbereich:
*skalenfreies Verhalten
der Turbulenz*

„Größe“ des Inertial-
bereichs

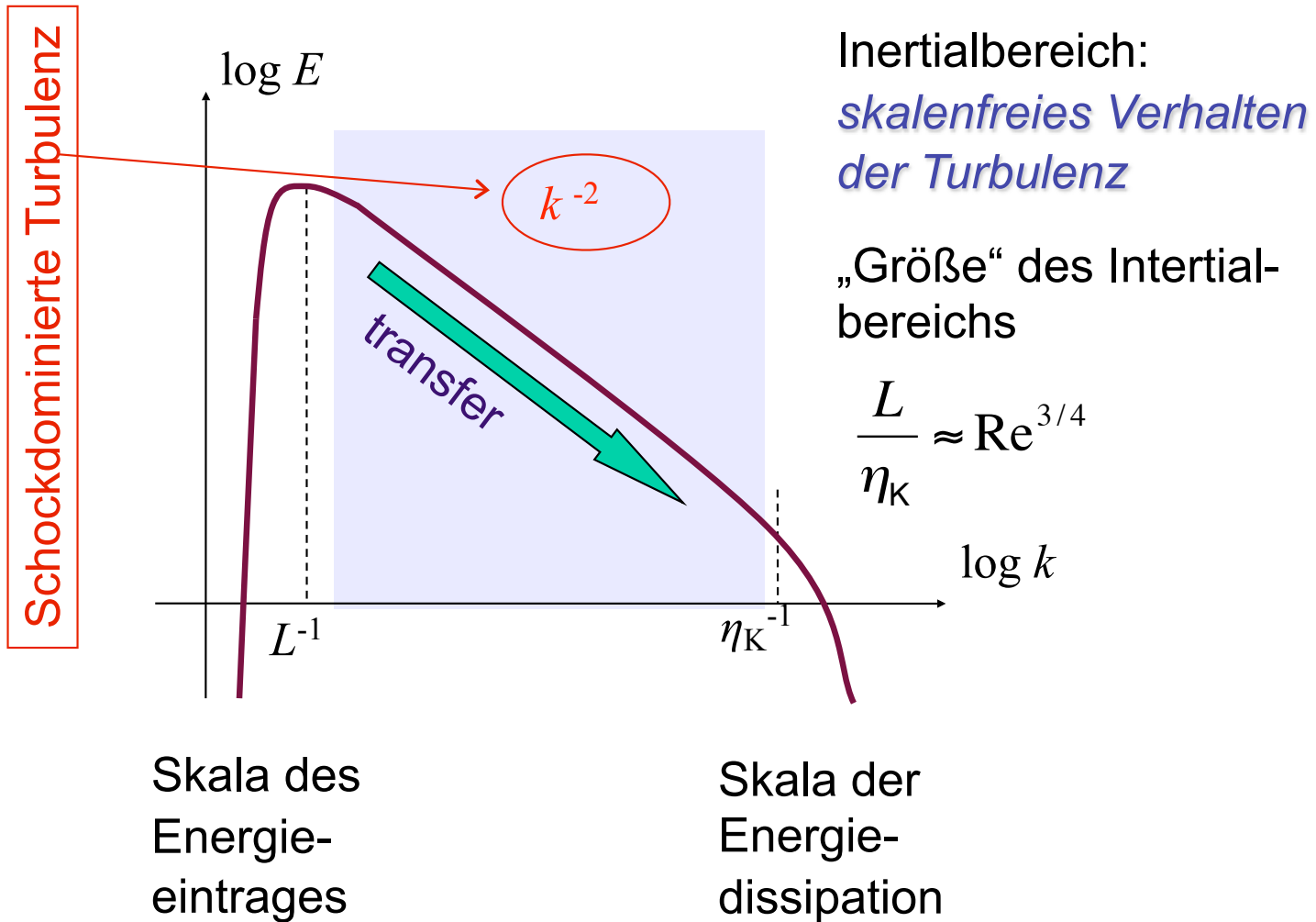
$$\frac{L}{\eta_K} \approx \text{Re}^{3/4}$$

$\log k$

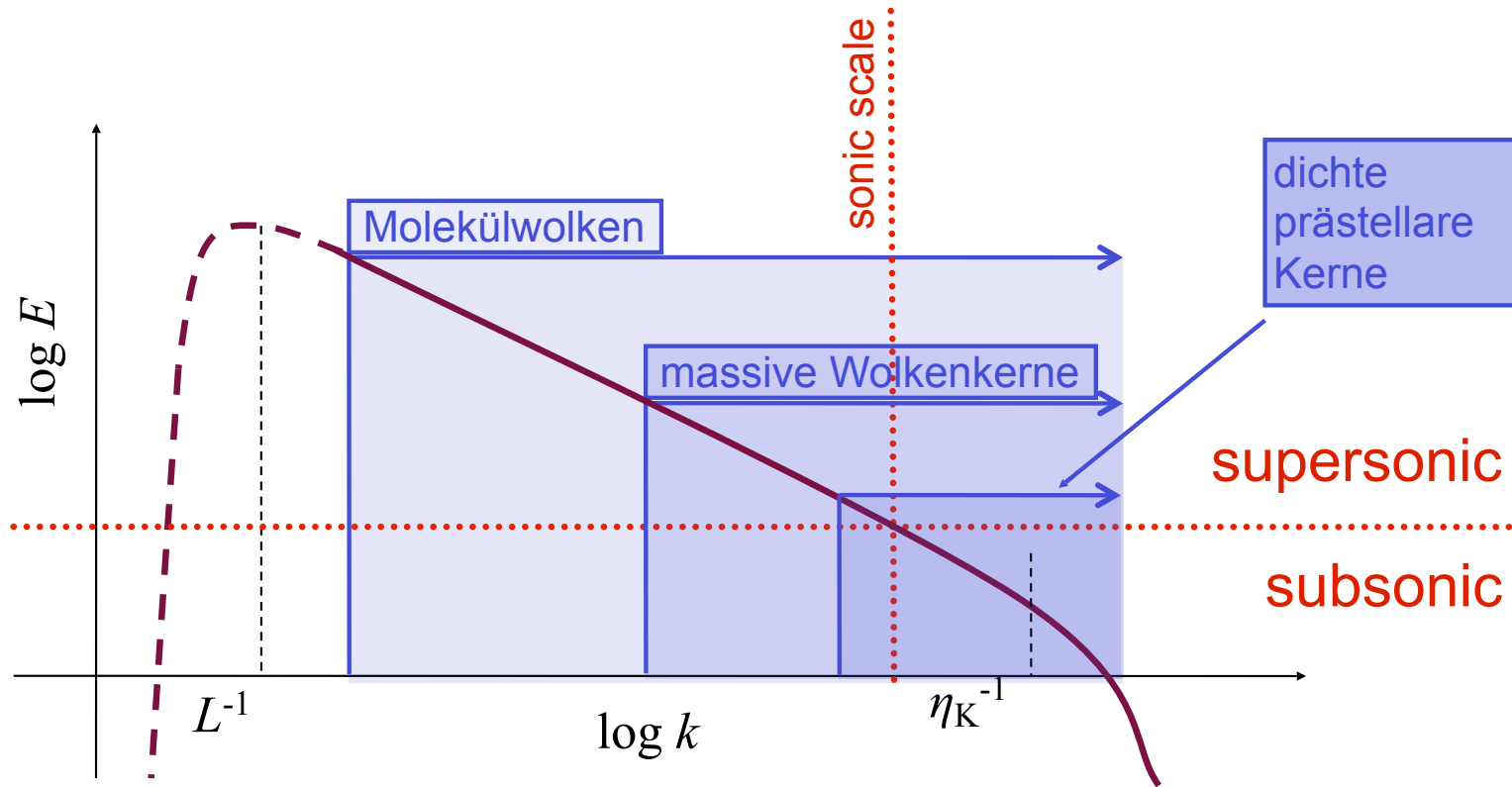
Skala des
Energie-
eintrages

Skala der
Energie-
dissipation

Turbulente Kaskade



Turbulente Kaskade in der ISM



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

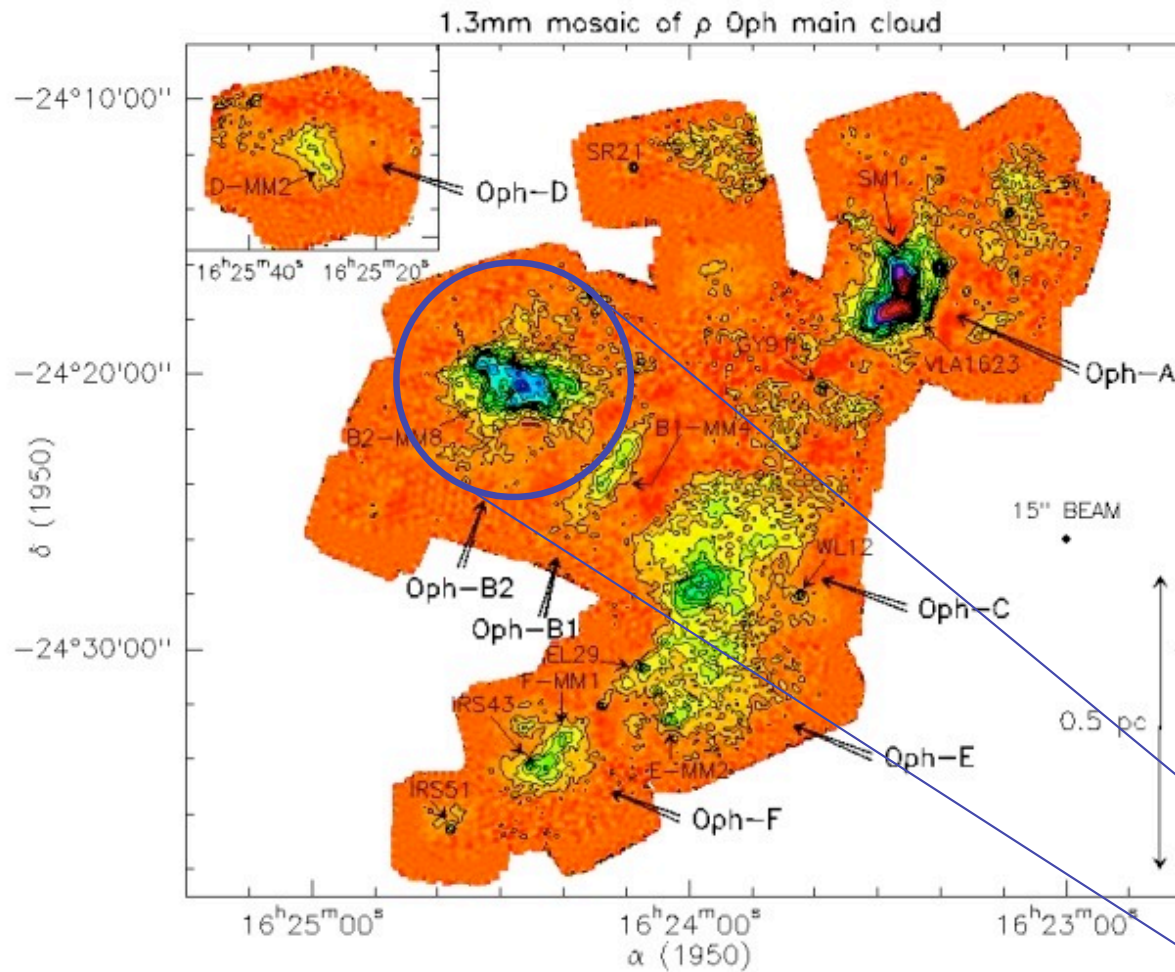
$$\sigma_{\text{rms}} \ll 1 \text{ km/s}$$

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

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

Dissipationsskala auch
unbekannt (ambipolare
Diffusion, molekulare
Diffusion?)

Dichtestruktur von MW



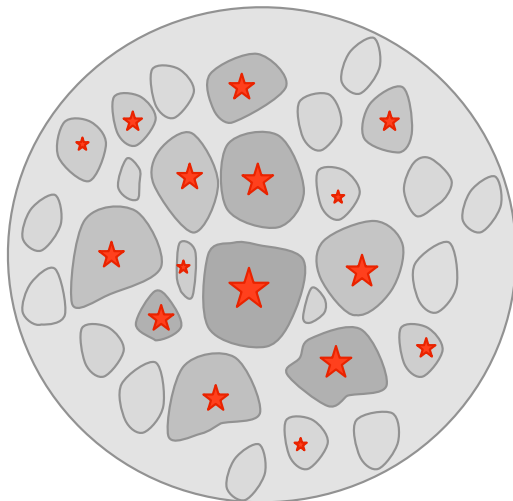
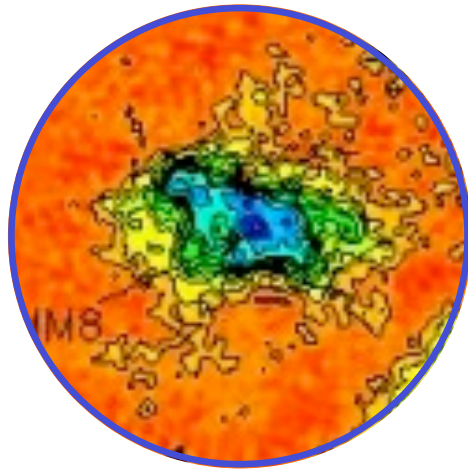
(Motte, André, & Neri 1998)

Molekülwolken sind hochgradig inhomogen.

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

ρ -Ophiuchus in Staubemission

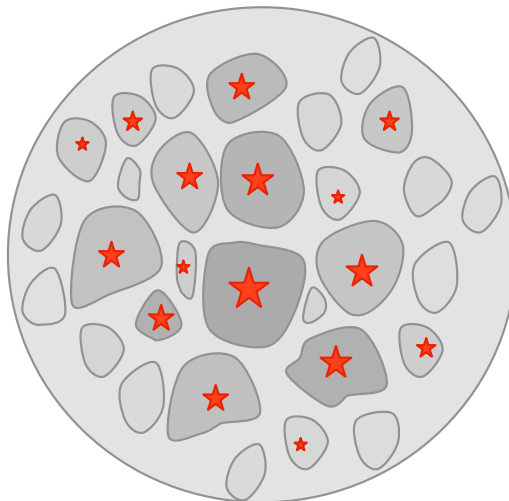
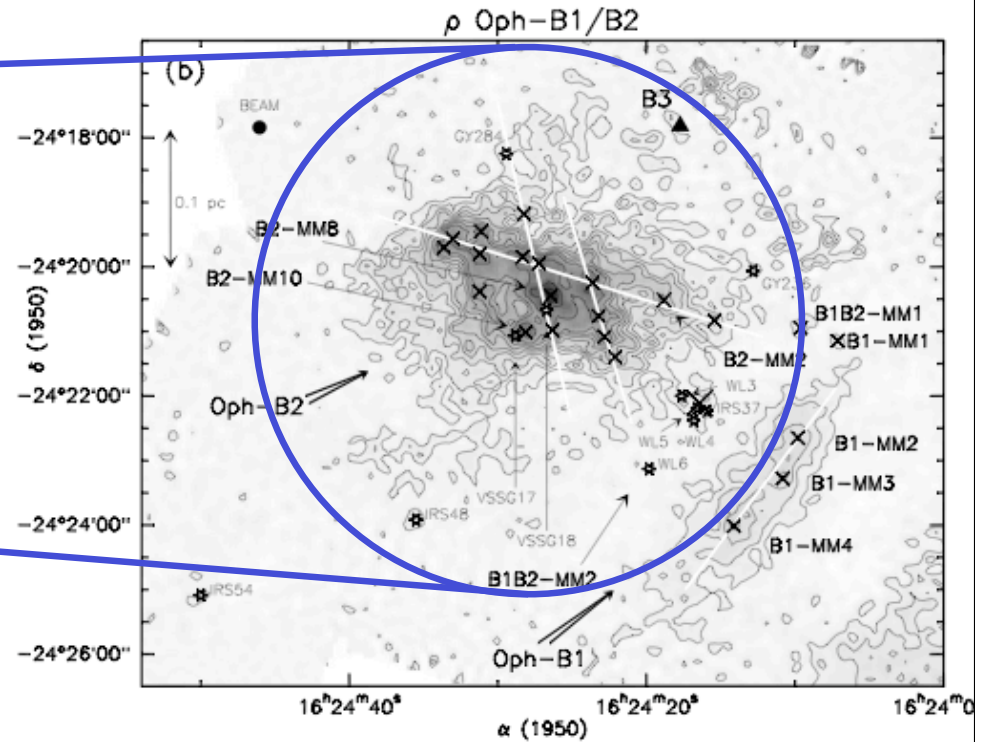
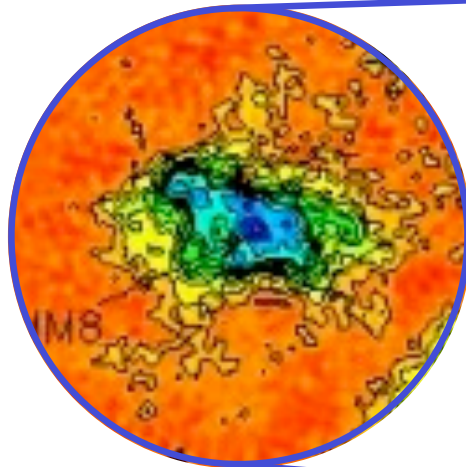
Entwicklung von Wolkenkernen



- **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.*

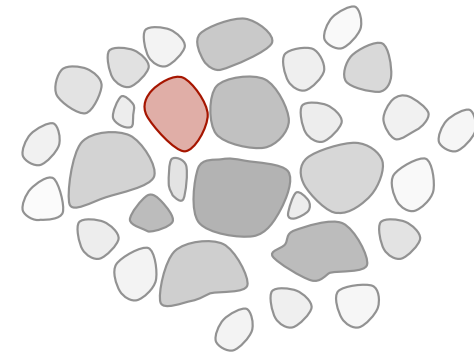
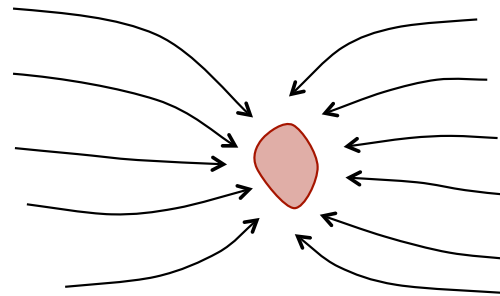
Entwicklung von Wolkenkernen



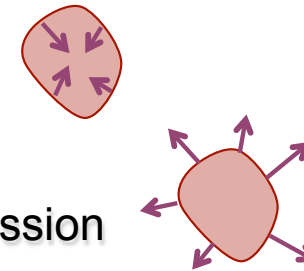
Beispiel ρ -Oph B1/B2: Kern enthält mehrere protostellare Objekte
("starless" cores are denoted by \times , cores with embedded protostars by \star)

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

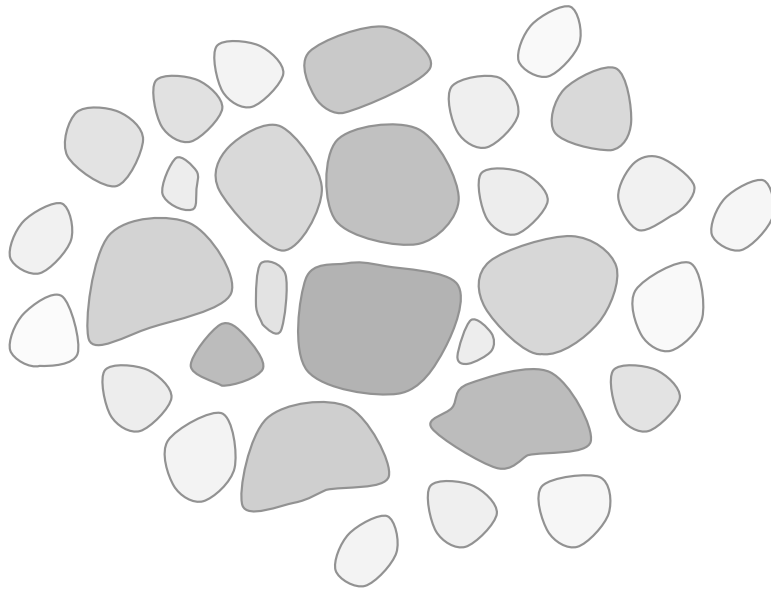


(e.g. Vazquez-Semadeni et al 2005)

- 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**

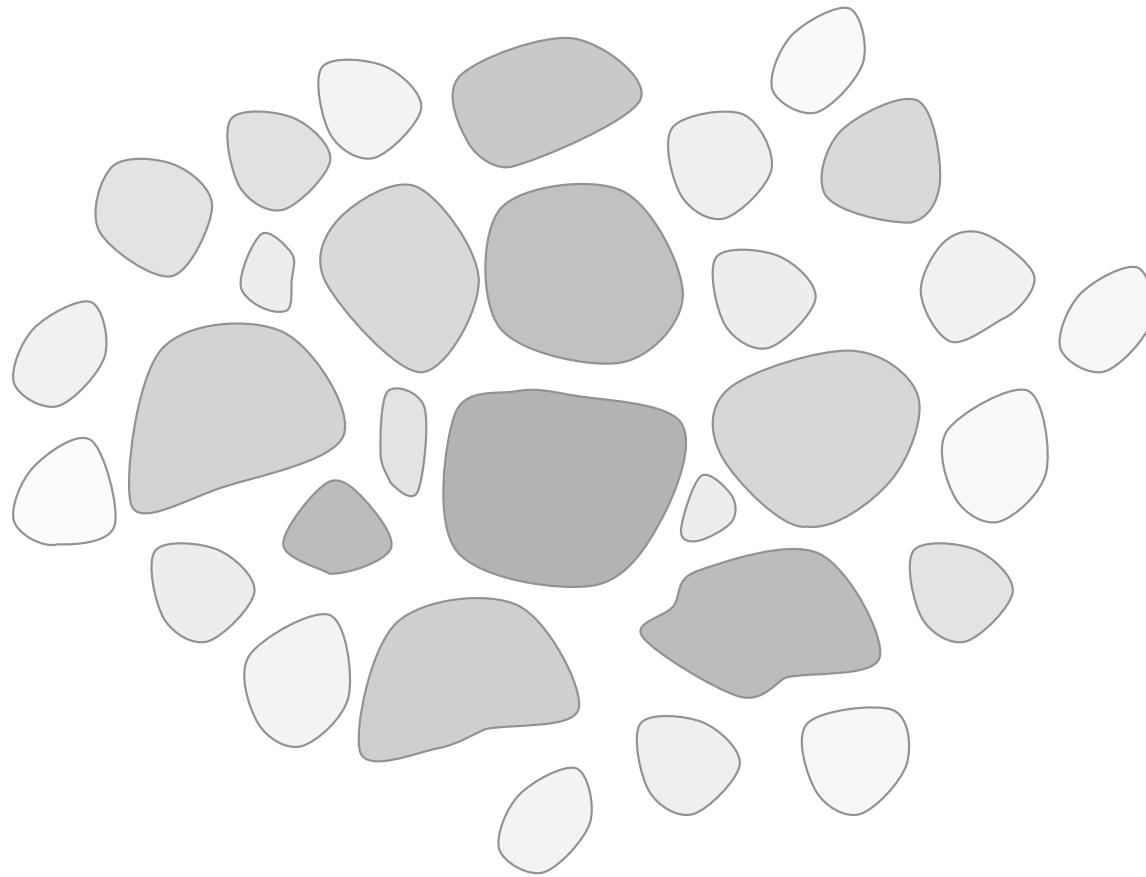
dominiert: $\alpha = E_{\text{kin}} / |E_{\text{pot}}| < 1$

--> *globale Kontraktion*

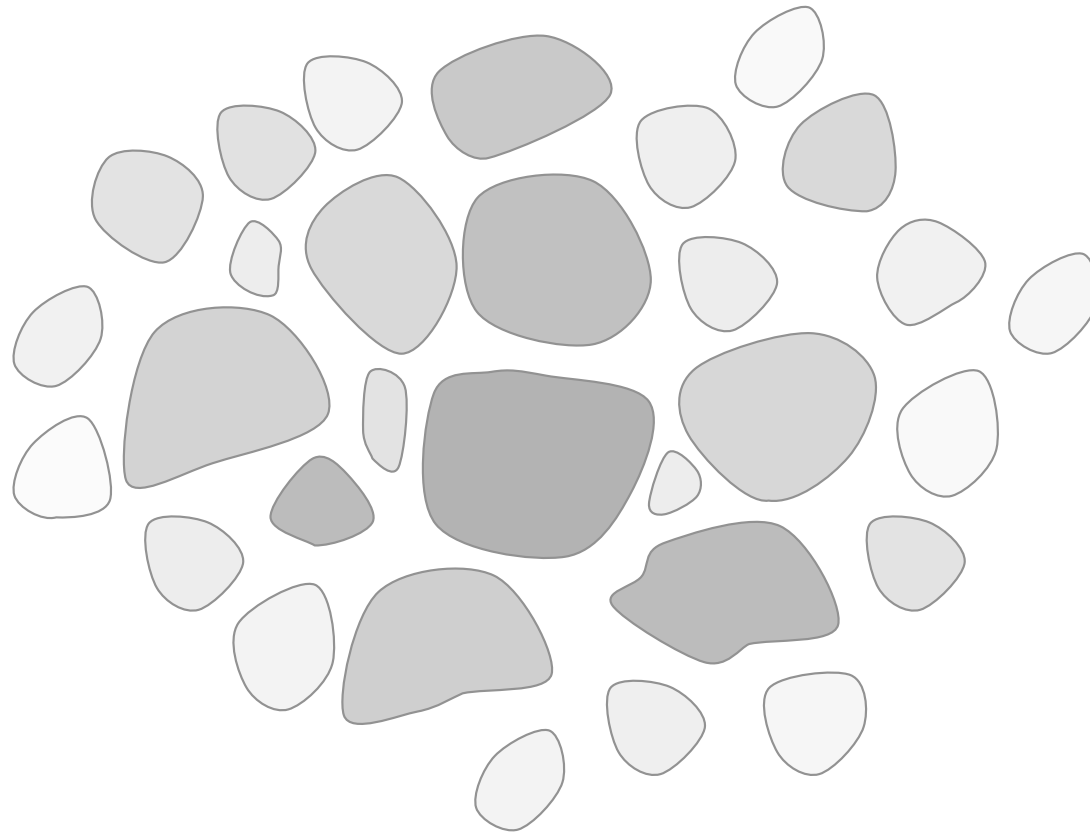
--> Kerne *wechselwirken* während sie kollabieren

--> *Kompetitives Wachstum*

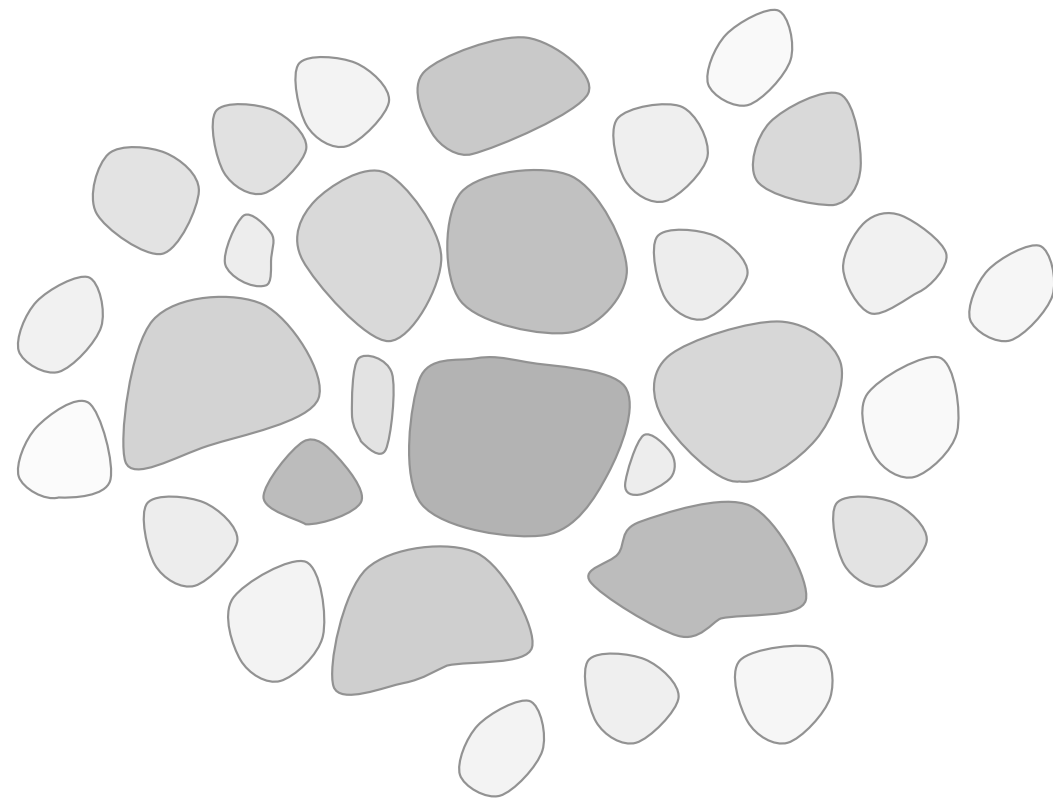
--> *dichter Haufen, enthält masse- reiche Sterne*



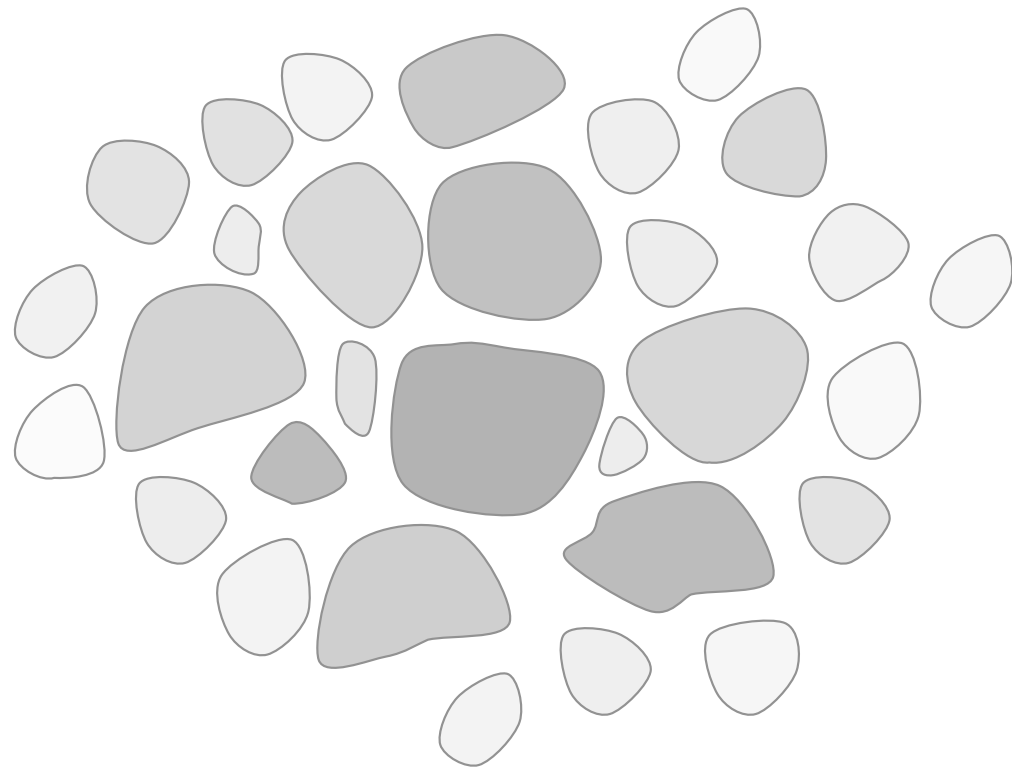
Turbulenz erzeugt Hierarchie von Klumpen



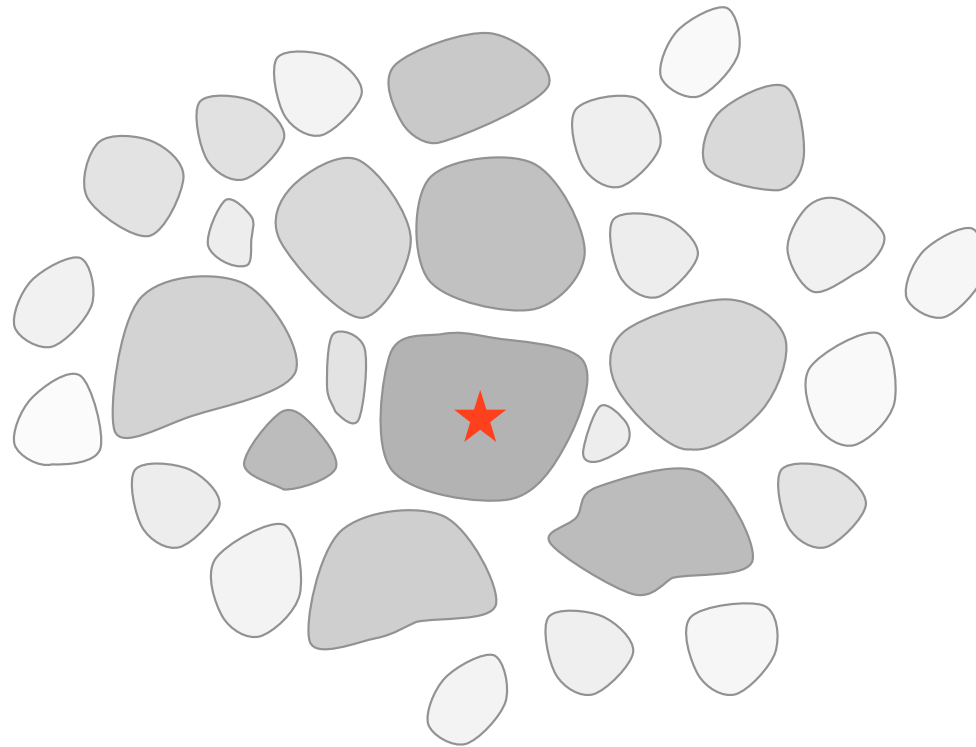
Turbulenz dissipiert, Kontraktion setzt ein



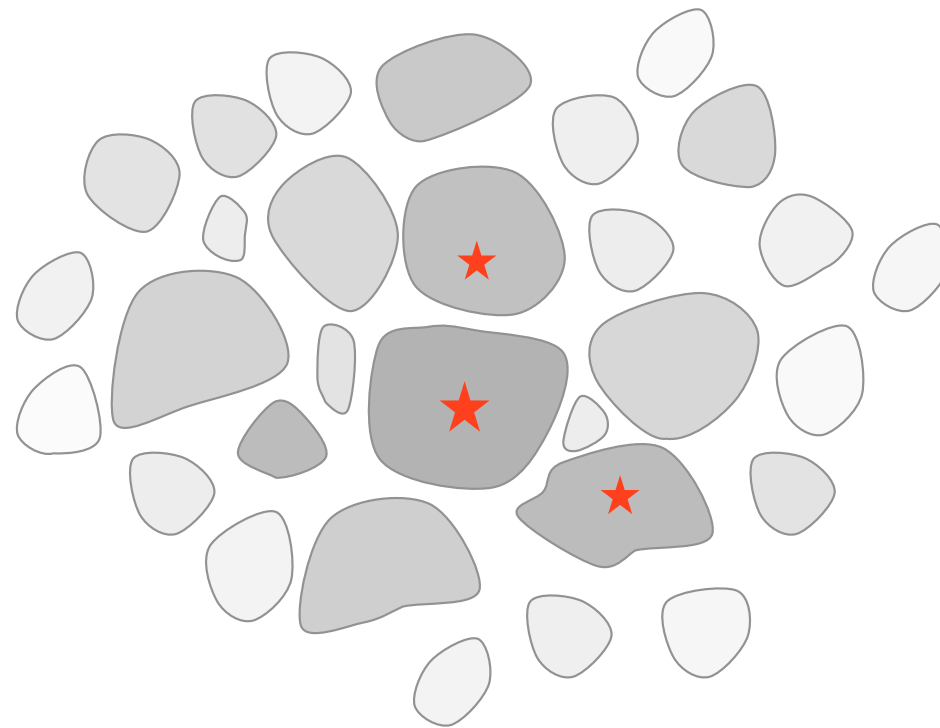
Turbulenz dissipiert, Kontraktion setzt ein



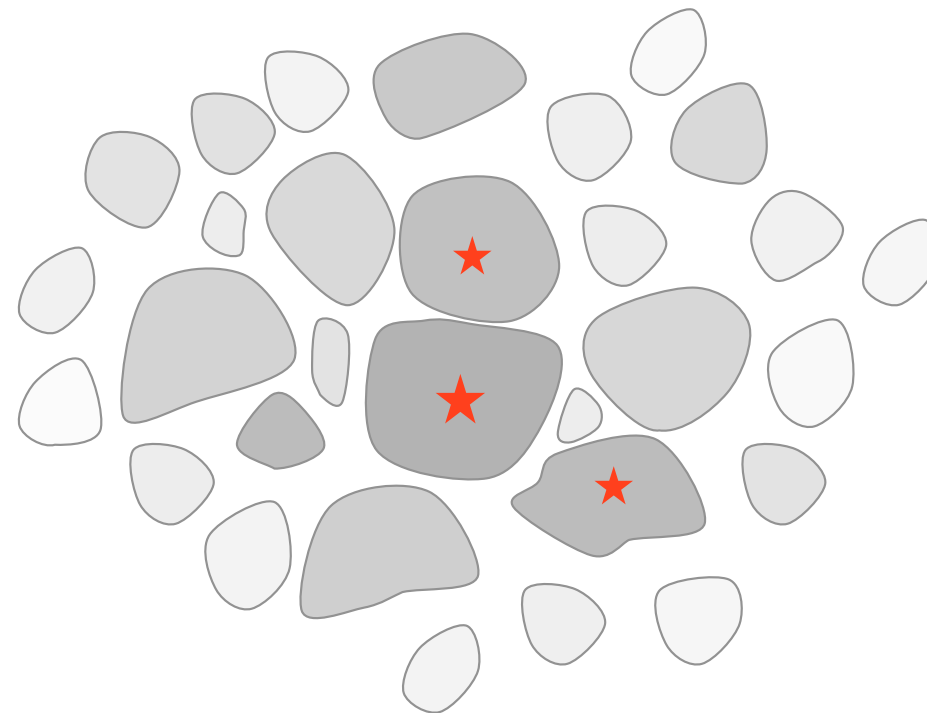
während Region kontrahiert können einzelne Klumpen kollabieren und Sterne bilden



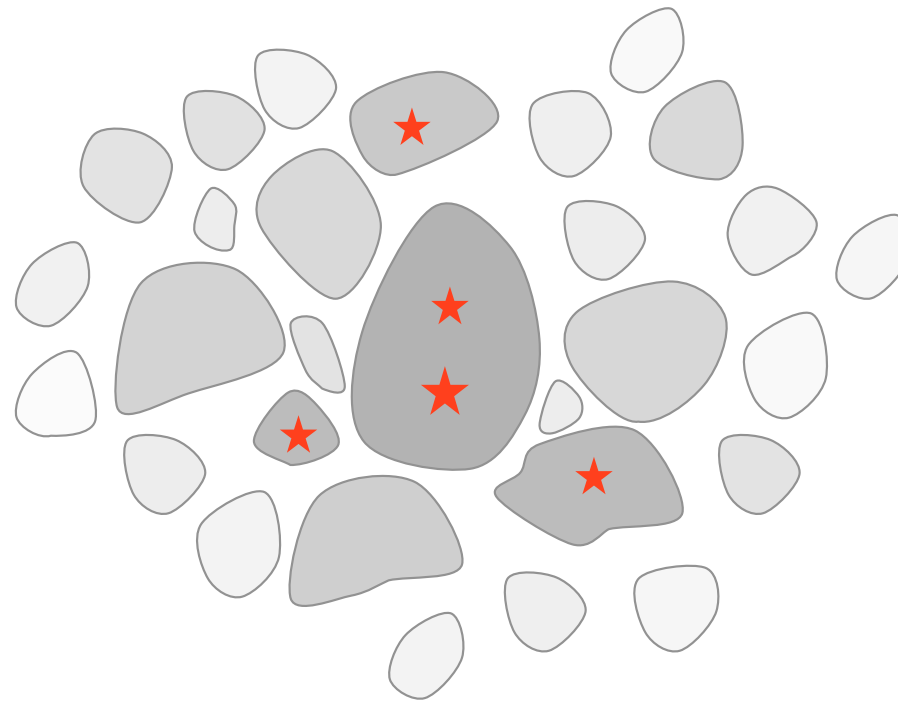
während Region kontrahiert können einzelne
Klumpen kollabieren und Sterne bilden



einzelne Klumpen kollabieren und bilden Sterne

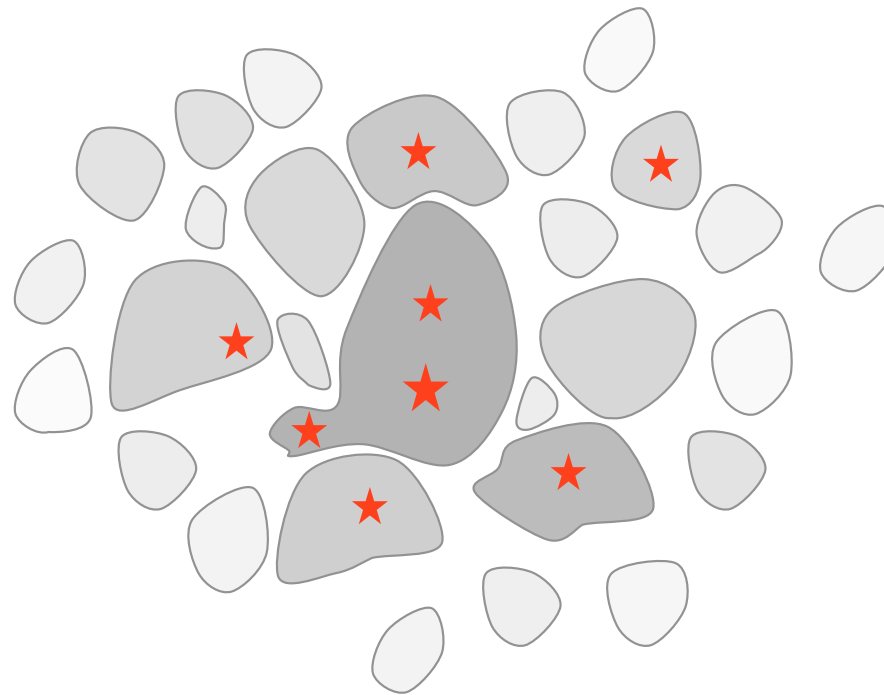


einzelne Klumpen kollabieren und bilden Sterne

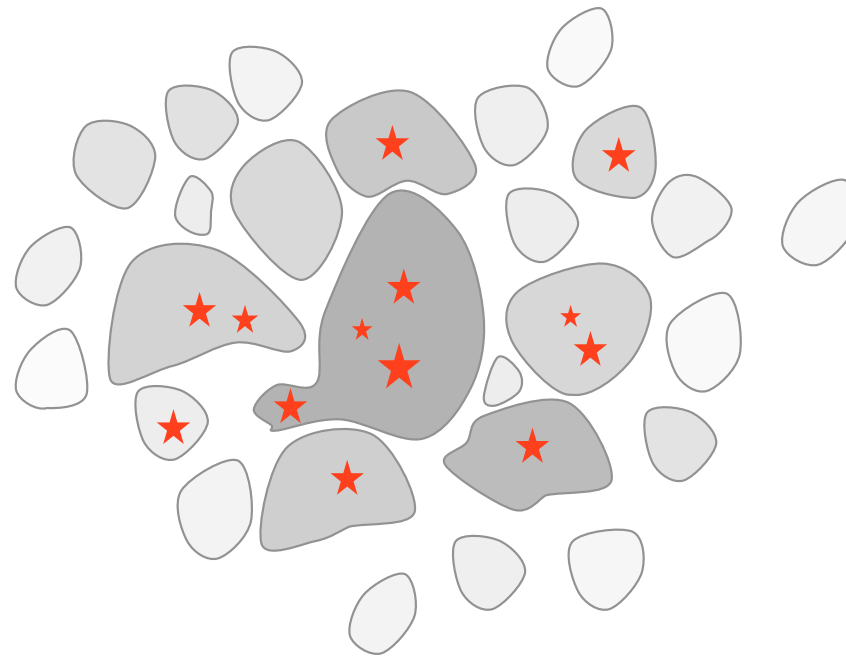


$$\alpha = E_{\text{kin}} / |E_{\text{pot}}| < 1$$

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



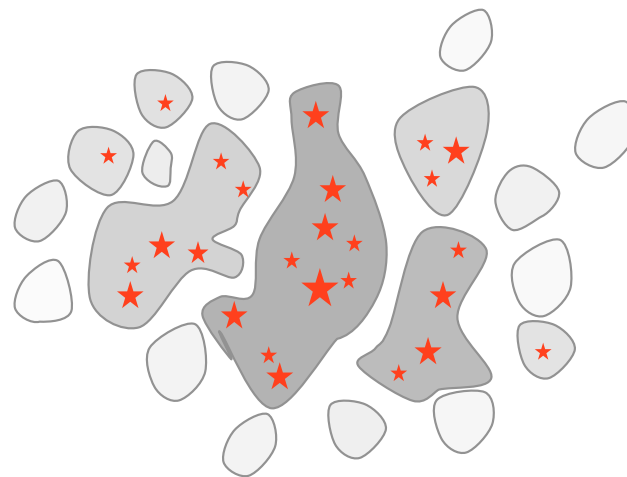
Im *dichten Haufen* können Klumpen verschmelzen während sie kollabieren --> sie enthalten nun mehrere Protosterne



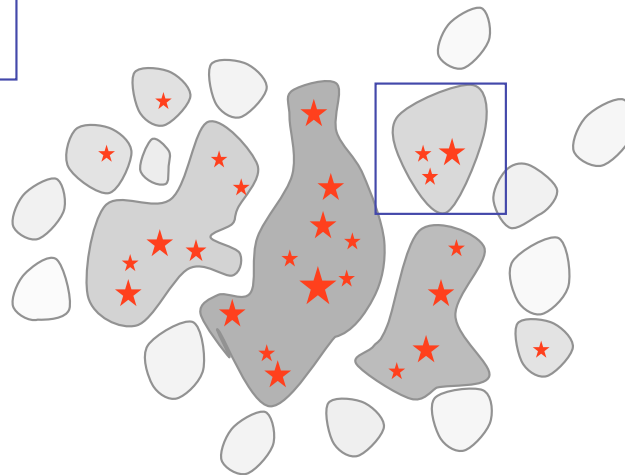
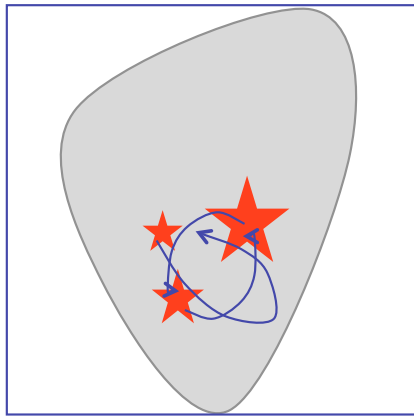
Im *dichten Haufen* können Klumpen verschmelzen während sie kollabieren --> sie enthalten nun mehrere Protosterne



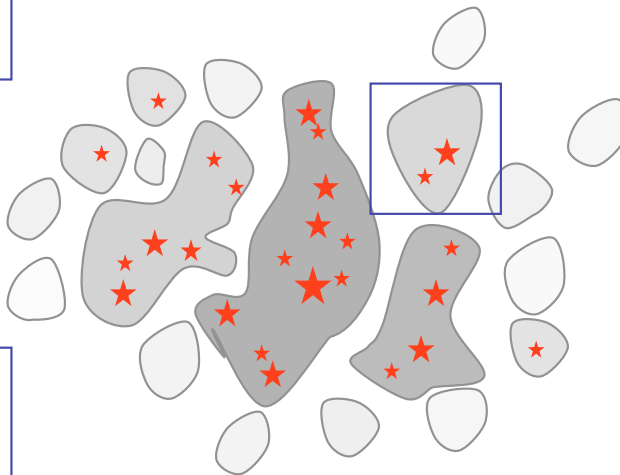
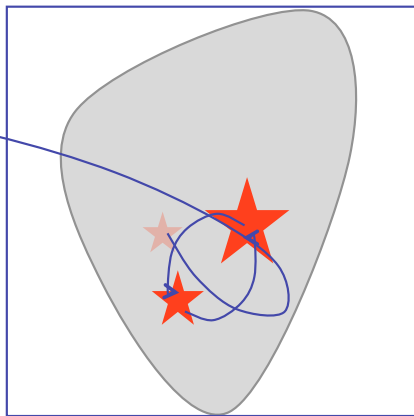
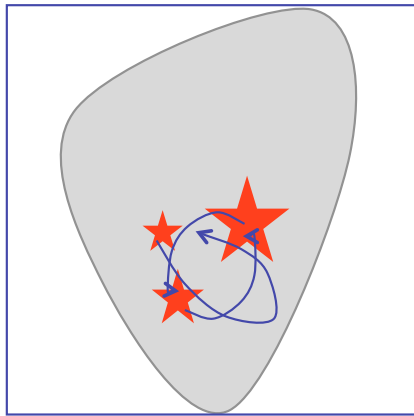
Im *dichten Haufen* wird kompetitives Wachstum wichtig



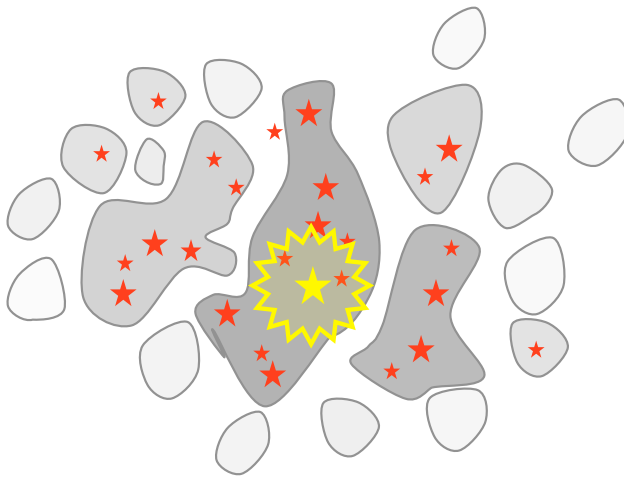
Im *dichten Haufen* wird kompetitives Wachstum wichtig



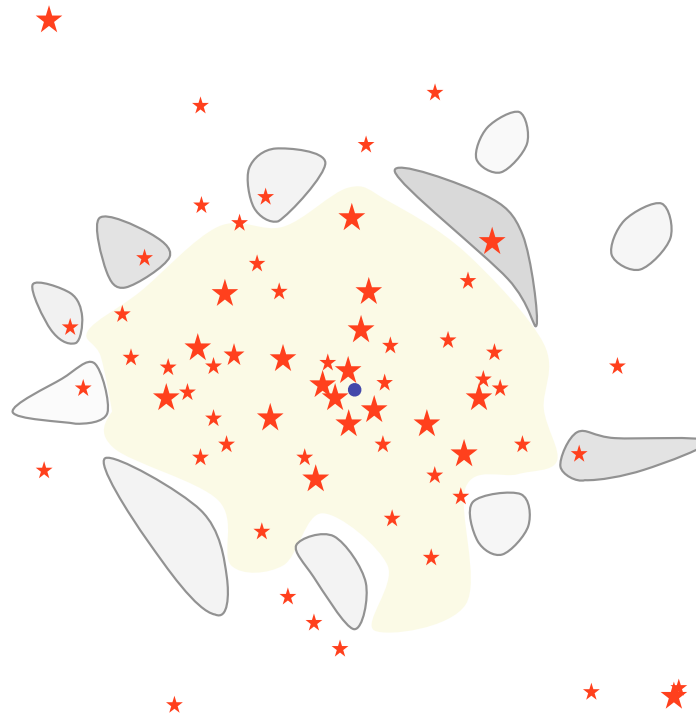
Im *dichten Haufen* beeinflussen stellardynamische Prozesse das Wachstum



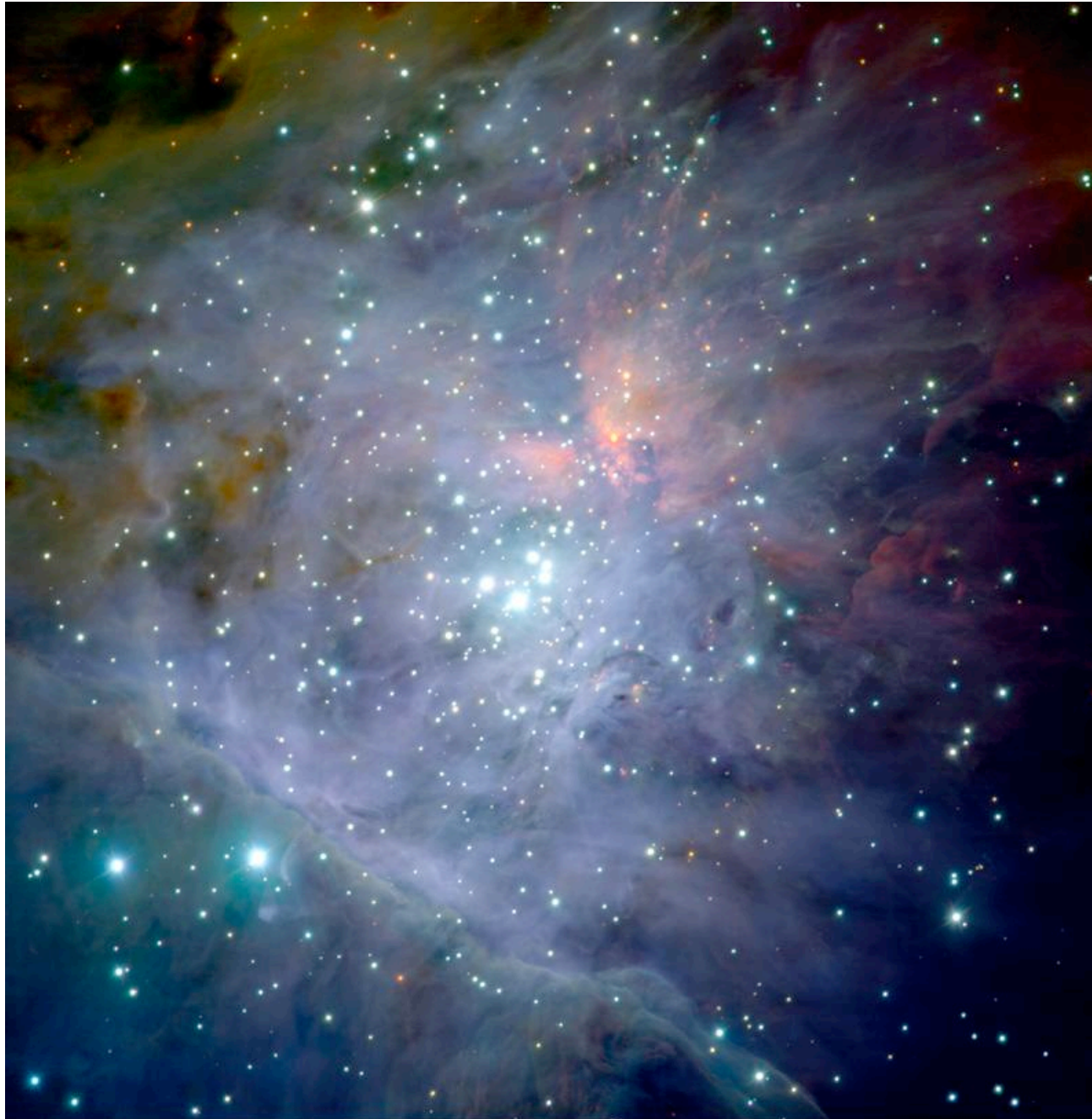
massearme Objekte können herausgeschleudert werden --> Ende der Akkretion



Feedback beendet die Sternbildung



Resultat: *Sternhaufen*, evtl. umgeben von HII-Region

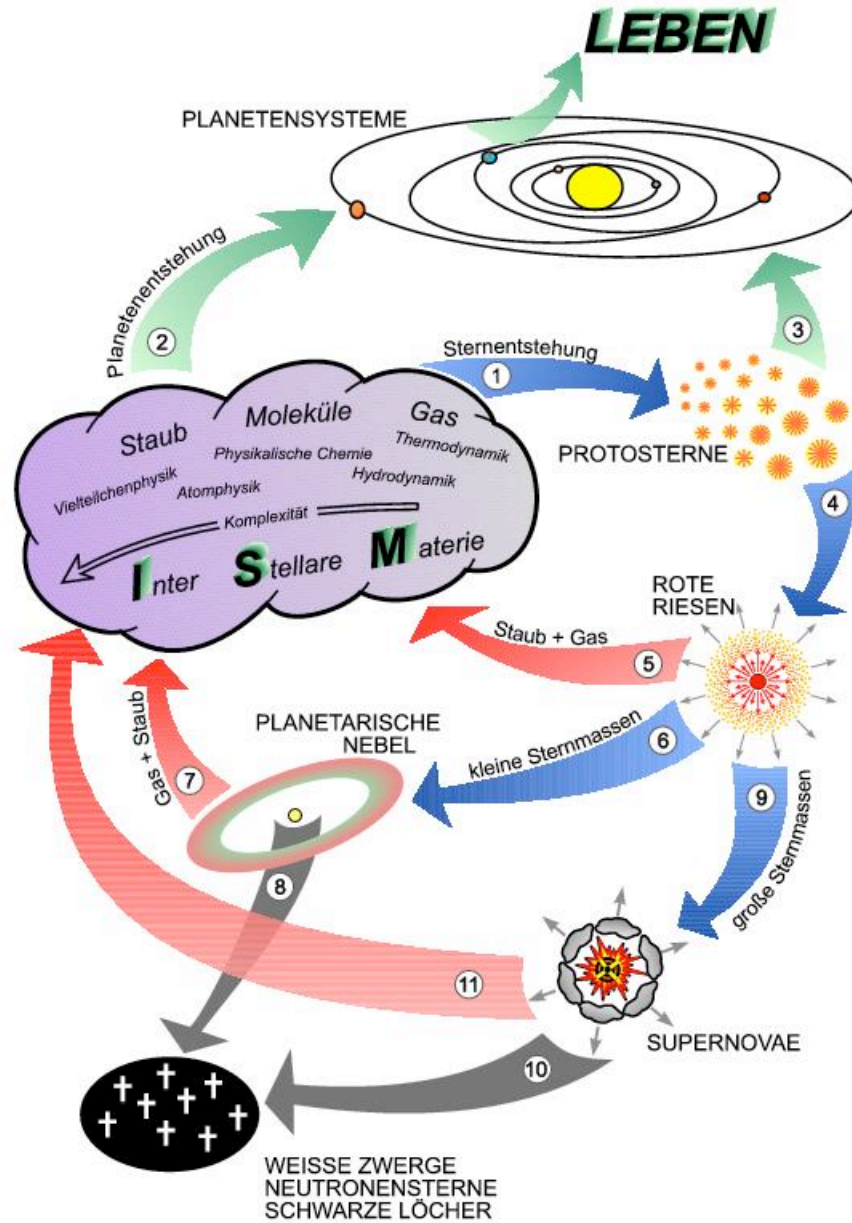


Trapez- haufen (Detail)

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

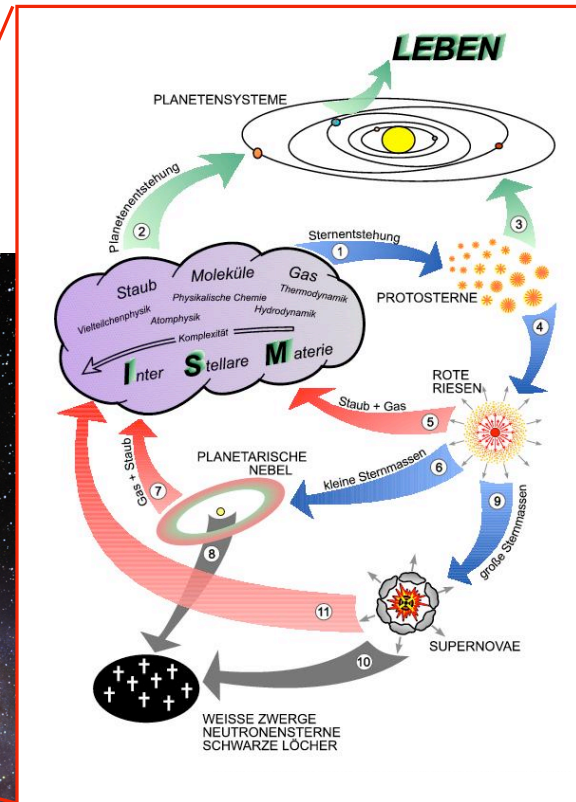
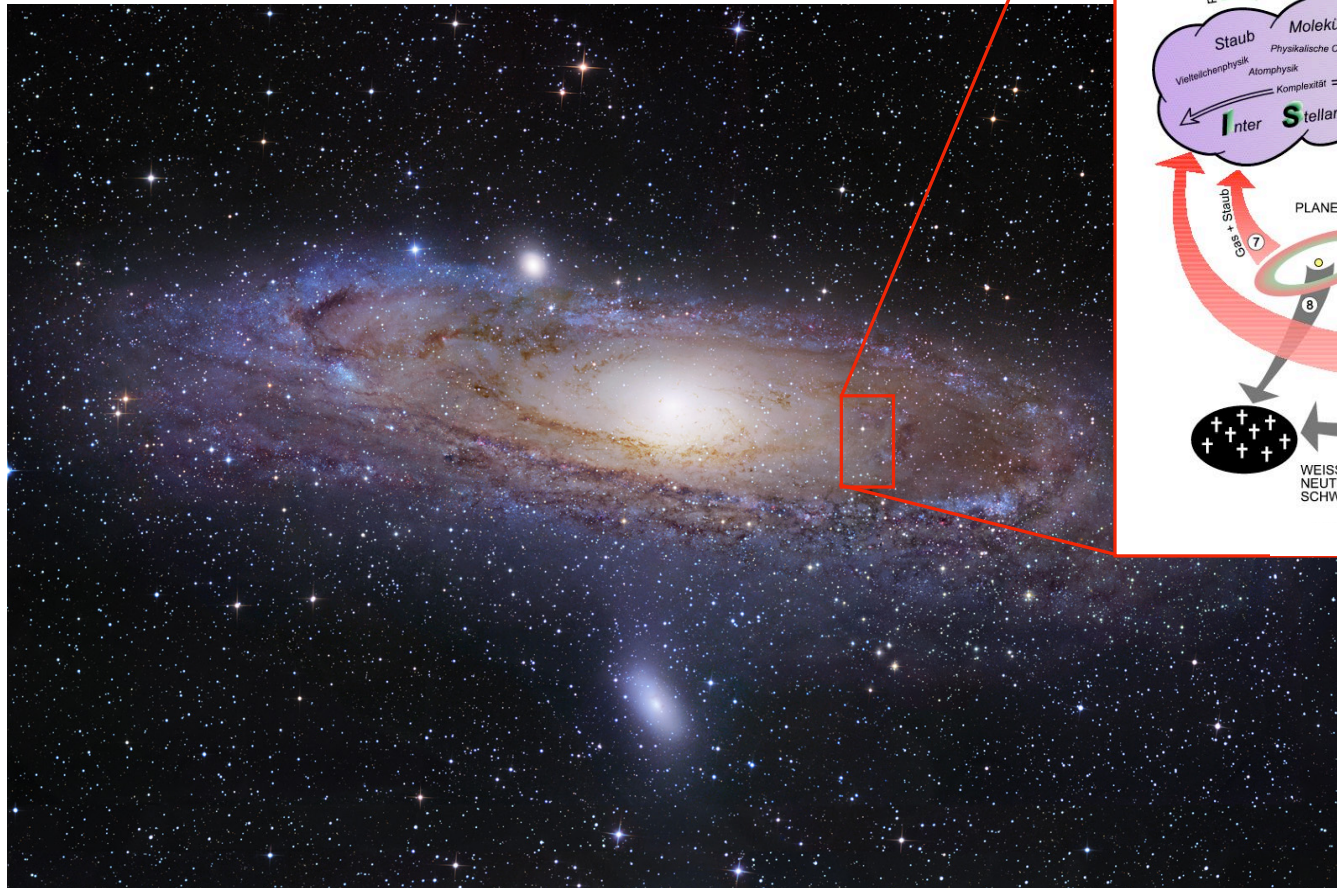


Modellierung

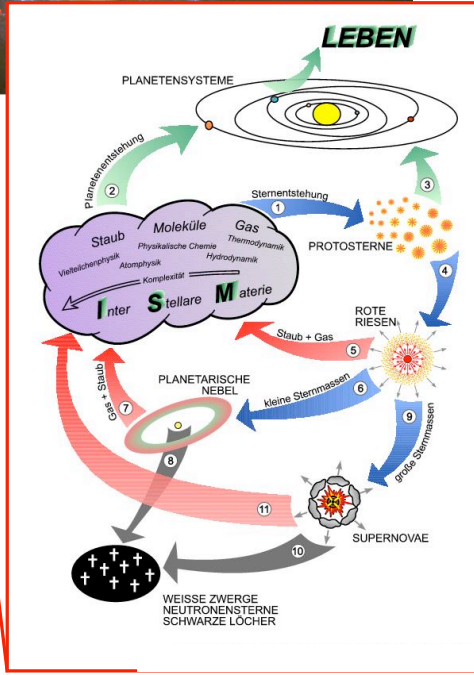
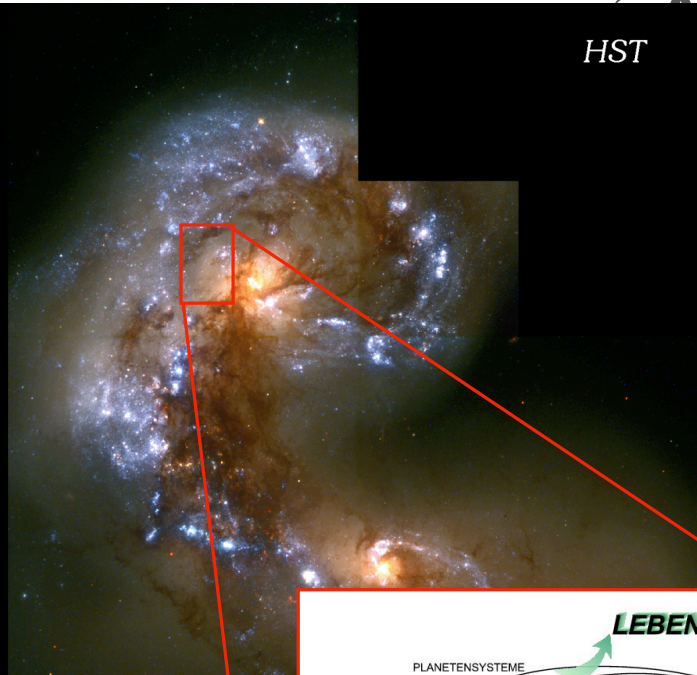
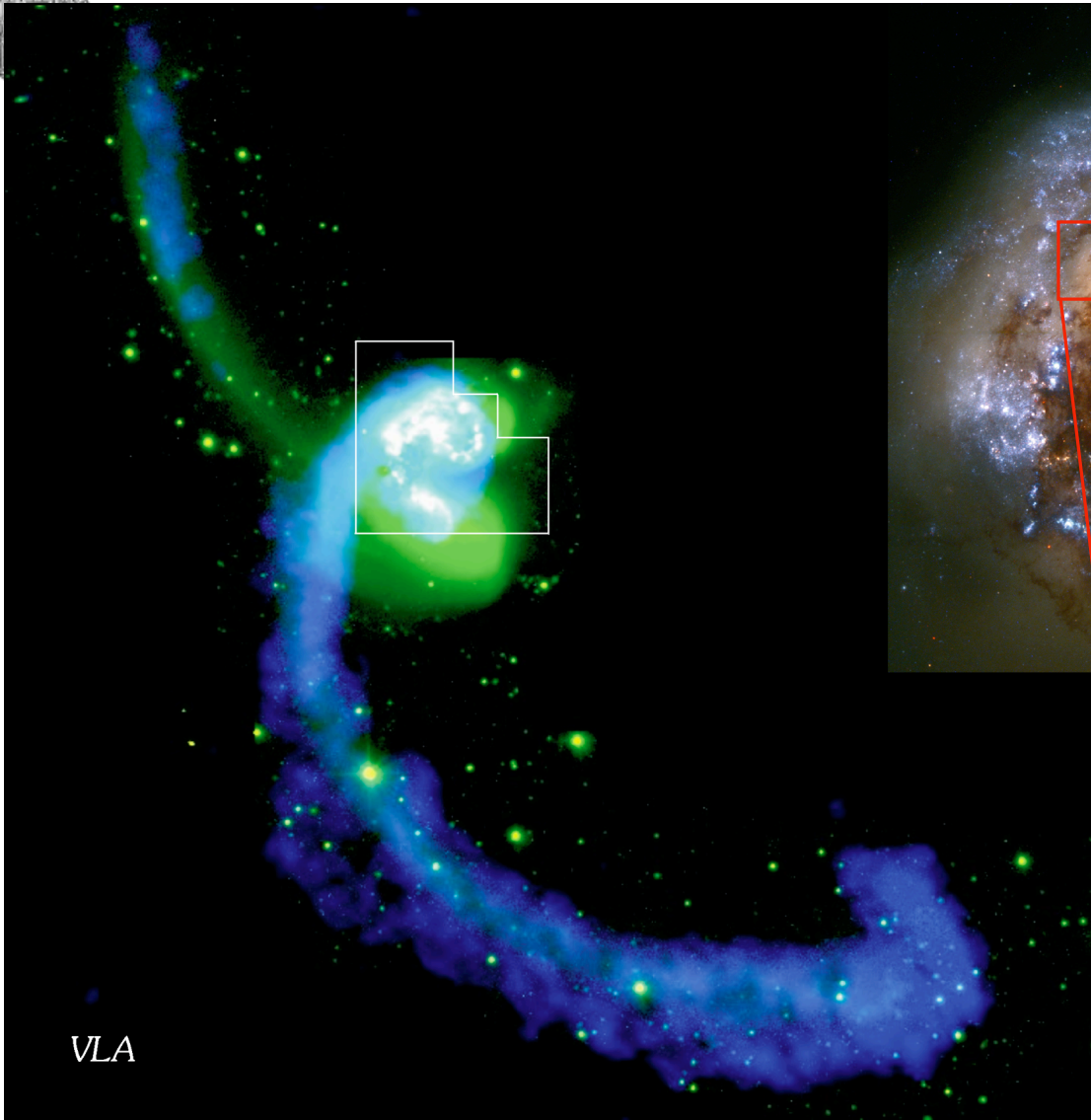


(from AG meeting in Berlin 2002)

Ralf Klessen (22.06.2009)



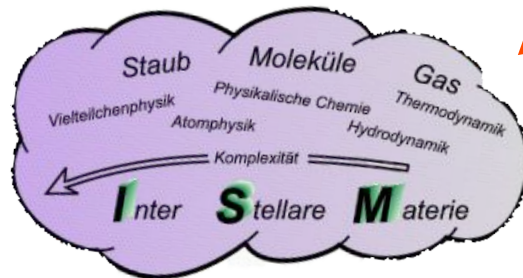
(Andromeda galaxy – Bob Gendler)



(the Antennae galaxy – VLA & HST)



What do we need to study ISM?



magneto-hydrodynamics

(multi-phase, non-ideal MHD, turbulence)

chemistry (gas + dust, heating + cooling)

radiation (continuum + lines)

stellar dynamics

(collisional: star clusters, collisionless: galaxies, DM)

stellar evolution

(feedback: radiation, winds, SN)

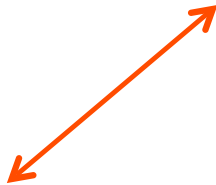
+ laboratory work

(reaction rates, cross sections, dust coagulation properties, etc.)



What do we need to study ISM?

- massive parallel codes
- particle-based: SPH with improved algorithms (XSPH with turb. subgrid model, GPM, particle splitting, MHD-SPH?)
- grid-based: AMR (FLASH, ENZO, RAMSES, Nirvana3, etc), subgrid-scale models (FEARLESS)
- BGK methods



magneto-hydrodynamics

(multi-phase, non-ideal MHD, turbulence)

chemistry (gas + dust, heating + cooling)

radiation (continuum + lines)

stellar dynamics

(collisional: star clusters, collisionless: galaxies, DM)

stellar evolution

(feedback: radiation, winds, SN)

+ **laboratory work**

(reaction rates, cross sections, dust coagulation properties, etc.)



What do we need to study ISM?

- ever increasing chemical networks
- working reduced networks for time-dependent chemistry in combination with hydrodynamics
- improved data on reaction rates (laboratory + quantum mechanical calculations)



magneto-hydrodynamics

(multi-phase, non-ideal MHD, turbulence)

chemistry (gas + dust, heating + cooling)

radiation (continuum + lines)

stellar dynamics

(collisional: star clusters, collisionless: galaxies, DM)

stellar evolution

(feedback: radiation, winds, SN)

+ laboratory work

(reaction rates, cross sections, dust coagulation properties, etc.)



What do we need to study ISM?

- continuum vs. lines
- Monte Carlo, characteristics
- approximative methods
- combine with hydro



magneto-hydrodynamics

(multi-phase, non-ideal MHD, turbulence)

chemistry (gas + dust, heating + cooling)

radiation (continuum + lines)

stellar dynamics

(collisional: star clusters, collisionless: galaxies, DM)

stellar evolution

(feedback: radiation, winds, SN)

+ **laboratory work**

(reaction rates, cross sections, dust coagulation properties, etc.)



What do we need to study ISM?

- statistics: number of stars (collisional: 10^6 , collisionless: 10^{10})
- transition from gas to stars
- binary orbits
- long-term integration



magneto-hydrodynamics

(multi-phase, non-ideal MHD, turbulence)

chemistry (gas + dust, heating + cooling)

radiation (continuum + lines)

stellar dynamics

(collisional: star clusters, collisionless: galaxies, DM)

stellar evolution

(feedback: radiation, winds, SN)

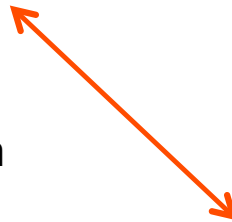
+ laboratory work

(reaction rates, cross sections, dust coagulation properties, etc.)



What do we need to study ISM?

- very early phases (pre main sequence tracks)
- massive stars at late phases
- role of rotation
- primordial star formation



magneto-hydrodynamics

(multi-phase, non-ideal MHD, turbulence)

chemistry (gas + dust, heating + cooling)

radiation (continuum + lines)

stellar dynamics

(collisional: star clusters, collisionless: galaxies, DM)

stellar evolution

(feedback: radiation, winds, SN)

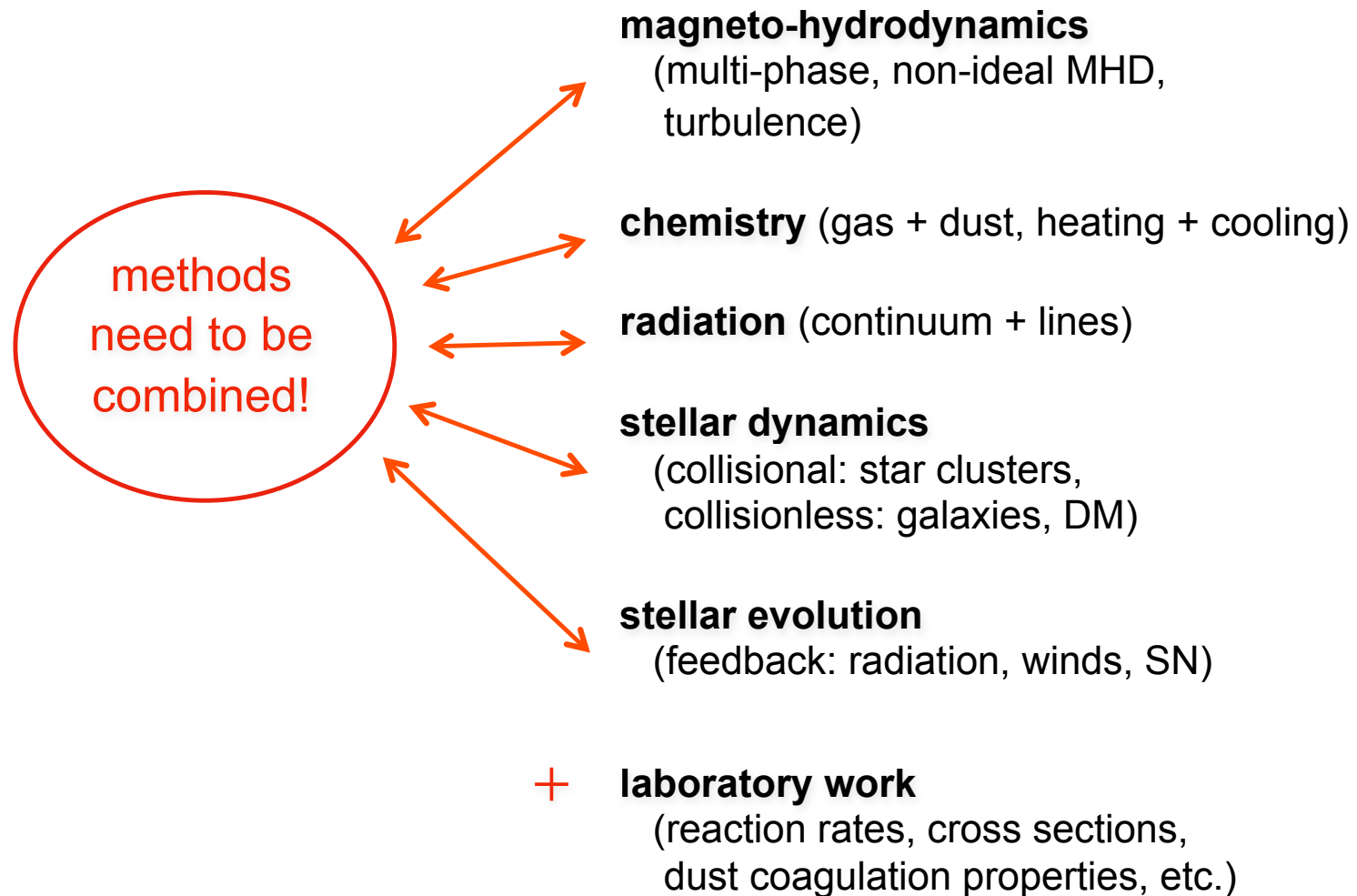
+

laboratory work

(reaction rates, cross sections, dust coagulation properties, etc.)



What do we need to study ISM?





some
technical
details



Goal

- We want to understand the formation of star clusters in turbulent interstellar gas clouds.

--> We want to describe the transition from a hydrodynamic system (the self-gravitating gas cloud) to one that is dominated by (collisional) stellar dynamics (the final star cluster).

- How can we do that?



Numerical approach I

- Problem of star formation is very complex. It involves many scales (10^7 in length, and 10^{20} in density) and many physical processes → NO analytic solution
→ NUMERICAL APPROACH
- BUT, we need to...
 - solve the MHD equations in 3 dimensions
 - solve Poisson's equation (self-gravity)
 - follow the full turbulent cascade (in the ISM + in stellar interior)
 - follow chemical evolution (time-dependent chemical network)
 - include heating / cooling processes (internal degrees of freedom)
 - treat radiation transfer



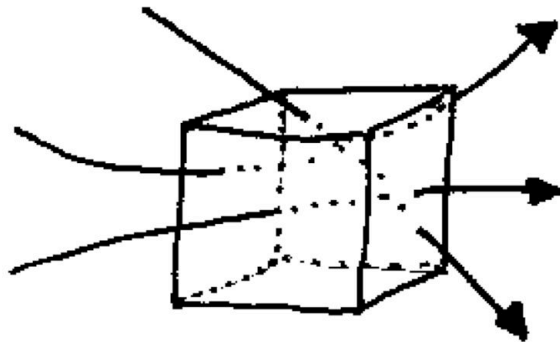
Numerical approach II

- Simplify!
Divide problem into little bits and pieces....
- **GRAVOTURBULENT CLOUD FRAGMENTATION**
- We try to...
 - solve the HD equations in 3 dimensions
 - solve Poisson's equation (self-gravity)
 - include a (humble) approach to supersonic turbulence
 - include simple chemical network & tabulated cooling functions
 - follow collapse: include "sink particles"
(this will "handle" our subgrid-scale physics)

the equations of hydrodynamics

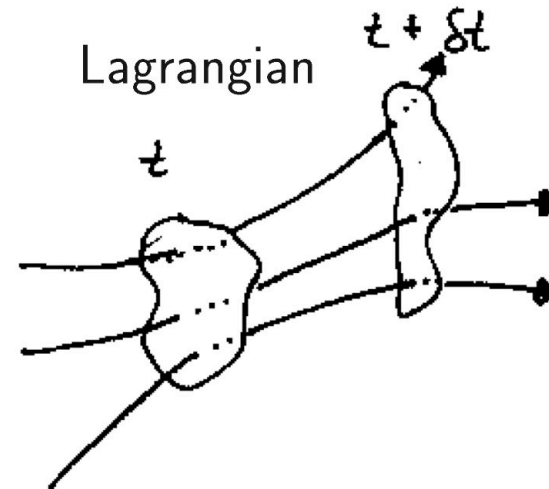
- hydrodynamics \equiv book keeping problem
One must keep track of the 'change' of a fluid element due to various physical processes acting on it. How do its 'properties' evolve under the influence of compression, heat sources, cooling, etc.?
- Eulerian vs. Lagrangian point of view

Eulerian



consider spatially fixed volume element

Lagrangian



following motion of fluid element



- equations of hydrodynamics

$$\frac{d\rho}{dt} = \frac{\partial\rho}{\partial t} + \vec{v} \cdot \vec{\nabla}\rho = -\rho\vec{\nabla} \cdot \vec{v} \quad (\text{continuity equation})$$

$$\frac{d\vec{v}}{dt} = \frac{\partial\vec{v}}{\partial t} + (\vec{v} \cdot \vec{\nabla})\vec{v} = -\frac{1}{\rho}\vec{\nabla}p - \vec{\nabla}\phi + \eta\vec{\nabla}^2\vec{v} + \left(\zeta + \frac{\eta}{3}\right)\vec{\nabla}(\vec{\nabla} \cdot \vec{v})$$

(Navier-Stokes equation)

$$\frac{d\epsilon}{dt} = \frac{\partial\epsilon}{\partial t} + \vec{v} \cdot \vec{\nabla}\epsilon = T\frac{ds}{dt} - \frac{p}{\rho}\vec{\nabla} \cdot \vec{v} \quad (\text{energy equation})$$

$$\vec{\nabla}^2\phi = 4\pi G\rho \quad (\text{Poisson's equation})$$

$$p = \mathcal{R}\rho T \quad (\text{equation of state})$$



- equations of hydrodynamics

$$\frac{d\rho}{dt} = \frac{\partial\rho}{\partial t} + \vec{v} \cdot \vec{\nabla}\rho = -\rho\vec{\nabla} \cdot \vec{v} \quad (\text{continuity equation})$$

$$\frac{d\vec{v}}{dt} = \frac{\partial\vec{v}}{\partial t} + (\vec{v} \cdot \vec{\nabla})\vec{v} = -\frac{1}{\rho}\vec{\nabla}p - \vec{\nabla}\phi \quad (\text{Navier-Stokes equation})$$

often replaced by artificial / numerical viscosity

$$\frac{d\epsilon}{dt} = \frac{\partial\epsilon}{\partial t} + \vec{v} \cdot \vec{\nabla}\epsilon = T \frac{ds}{dt} - \frac{p}{\rho}\vec{\nabla} \cdot \vec{v} \quad (\text{energy equation})$$

$$\vec{\nabla}^2\phi = 4\pi G\rho \quad (\text{Poisson's equation})$$

$$p = \mathcal{R}\rho T \quad (\text{equation of state})$$



$$\vec{F}_B = -\vec{\nabla} \frac{\vec{B}^2}{8\pi} + \frac{1}{4\pi} (\vec{B} \cdot \vec{\nabla}) \vec{B} \quad (\text{magnetic force})$$

$$\frac{\partial \vec{B}}{\partial t} = \vec{\nabla} \times (\vec{v} \times \vec{B}) \quad (\text{Lorentz equation})$$

ρ = density, \vec{v} = velocity, p = pressure, ϕ = gravitational potential, ζ and η viscosity coefficients, $\epsilon = \rho \vec{v}^2 / 2$ = kinetic energy density, T = temperature, s = entropy, \mathcal{R} = gas constant, \vec{B} = magnetic field (cgs units)



○ closure equation – equation of state

→ general form of equation of state $p = p(T, \rho, \dots)$

→ ideal gas: $p = \mathcal{R}\rho T$

→ special case – isothermal gas: $p = c_s^2 T$ (as $\mathcal{R}T = c_s^2$)

Note:

- in reality, computing the EOS is VERY complex!
 - depends on detailed *balance* between *heating* and *cooling*
 - these depend on *chemical composition* (which atomic and molecular species, dust)
 - and on the ability to radiate away „cooling lines“ and black body radiation
- > problem of *radiation transfer* (see, e.g., IPAM III)



two approaches to hydrodynamics

- Eulerian schemes

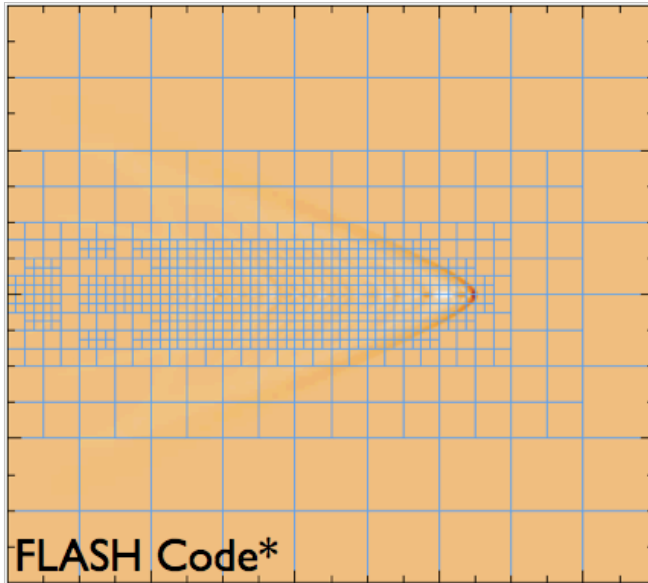
- classical grid-based approach
- cartesian grid with adaptive mesh refinement (AMR)
- many codes: FLASH, RAMSES, ENZO, Pluto

- Lagrangian schemes

- particle-based approach:
smoothed particle hydrodynamics (SPH)
- some codes: GADGET, Gasoline, Exeter code



Beispiel: Jets mit FLASH



FLASH Code*

*Alliance Center for Astrophysical Thermonuclear Flashes (ASC), University of Chicago

- Impulseintrag von der linken Seite des Simulationsgebietes
- Variiere Jet-Geschwindigkeit, Einflussdauer, Magnetfeldstärke, Zustandsgleichung, usw.

SUMMARY OF THE PARAMETERS OF THE SIMULATIONS

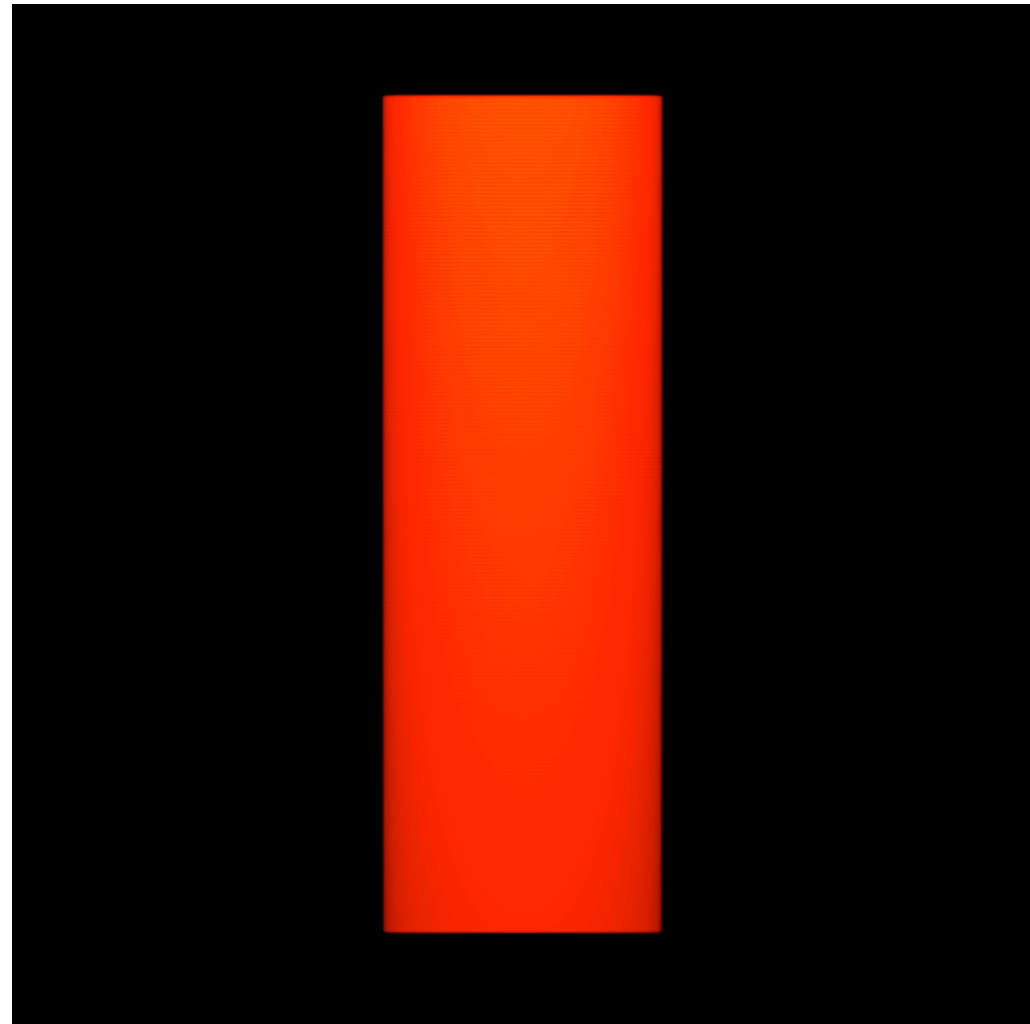
Run	Dim.	Mach	Duration	δ	Clump?	MHD?
M5c	2D	5	∞	1	No	No
M5t (g1.4)	2D	5	1.3	1	No	No
M10c	2D	10	∞	1	No	No
M20tCl	2D	20	0.6	1	Yes, $\delta_{cl} = 10$	No
M5t3D	3D	5	1.3	1	No	No
M10tOd3D	3D	10	1.3	10	No	No
M10tMpl3D	3D	10	1.3	1	No	Yes, parallel field
M10tMpe3D	3D	10	1.3	1	No	Yes, perpendicular field

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%

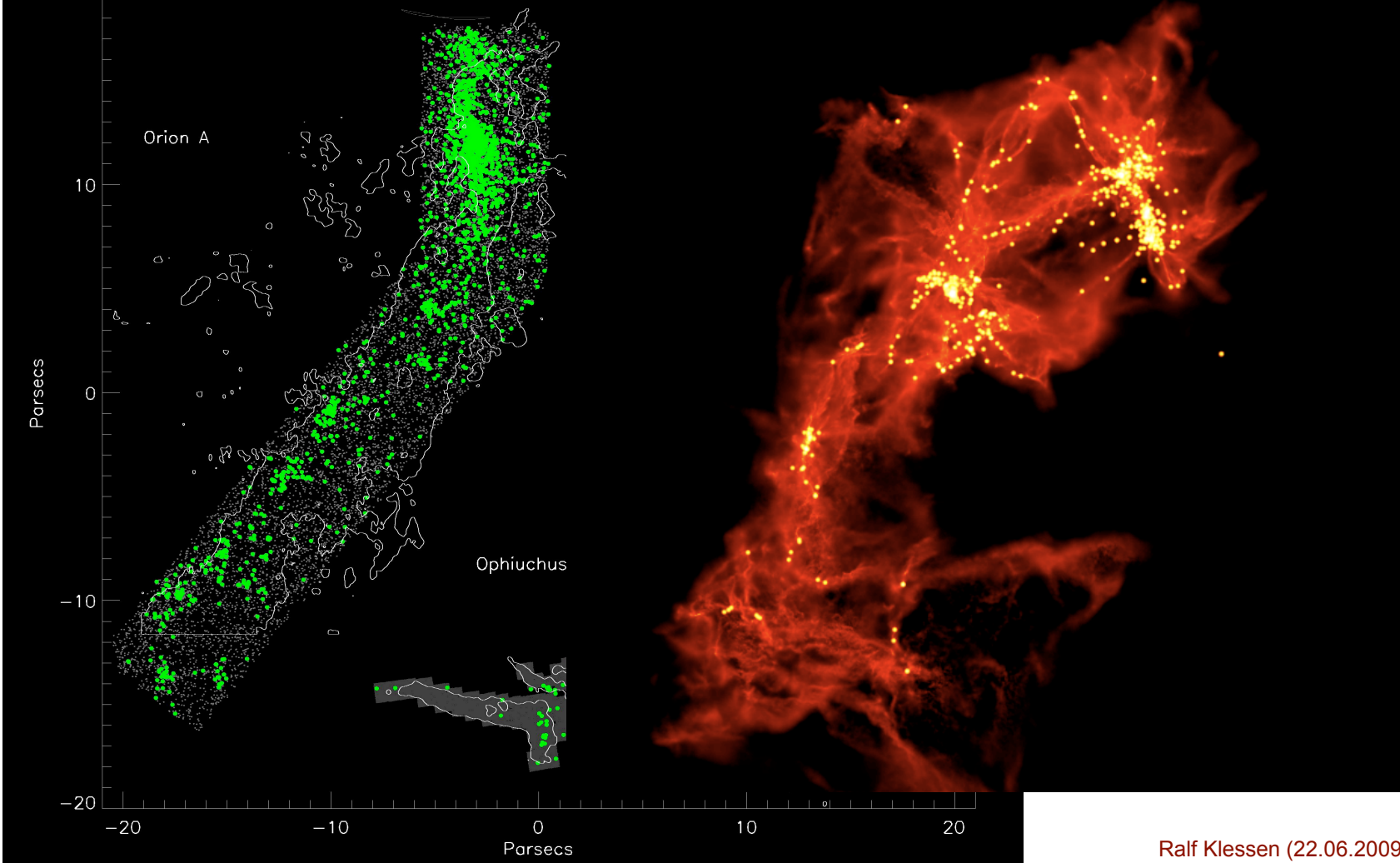


(Bonnell et al. 2007)

Ralf Klessen (22.06.2009)

Modell der Orion Wolke

(Spitzer: Megeath et al.)



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



Zwei Anwendungen

- Statistische Eigenschaften der interstellaren Turbulenz
- Stellare Massenfunktion



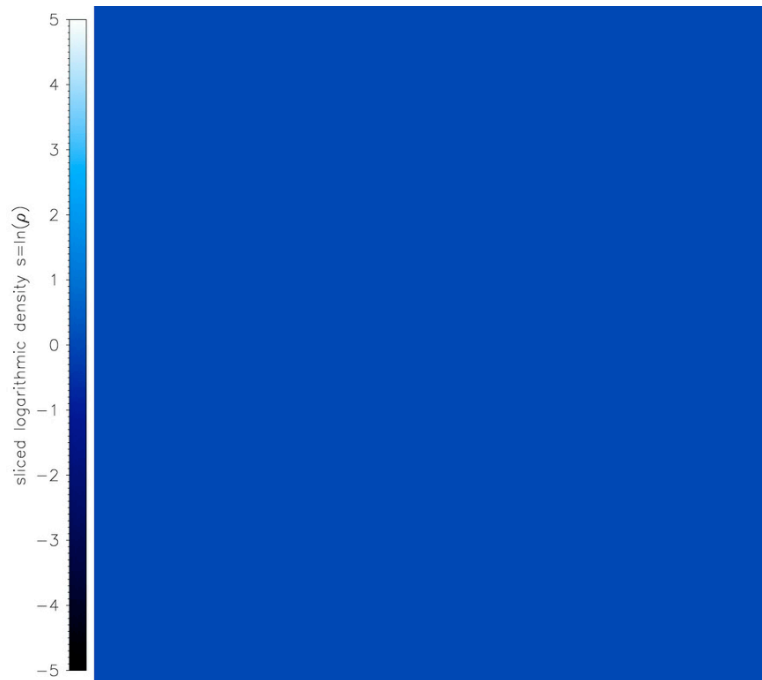
compressive vs. rotational driving

- statistical characteristics of turbulence depend strongly on „type“ of driving
- example: dilatational vs. solenoidal driving
- question: what drives ISM turbulence on different scales?

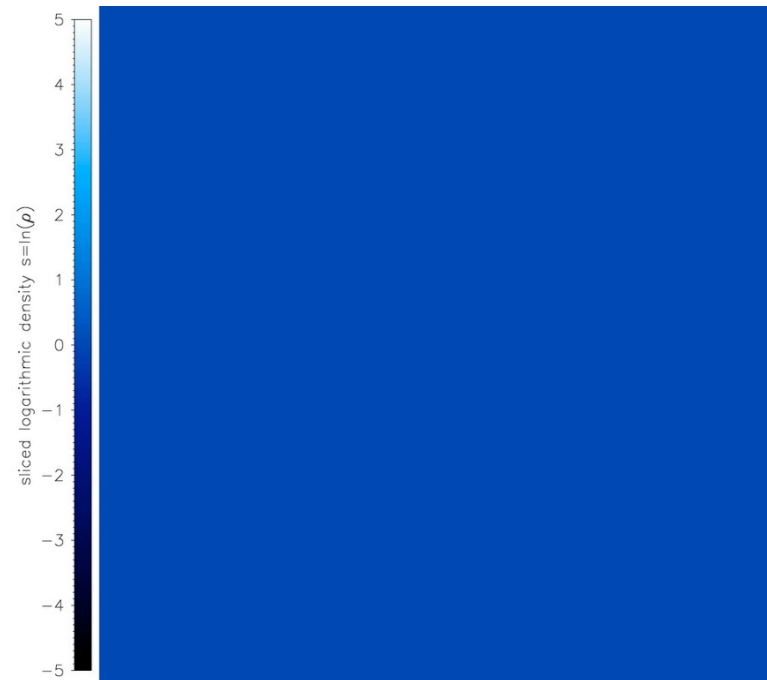


dilatational vs. solenoidal

density as function of time / cut through 1024^3 cube simulation (FLASH)



compressive
larger structures, higher ρ -contrast



rotational
smaller structures, small ρ -pdf

Federrath, Klessen, Schmidt (2008a,b)

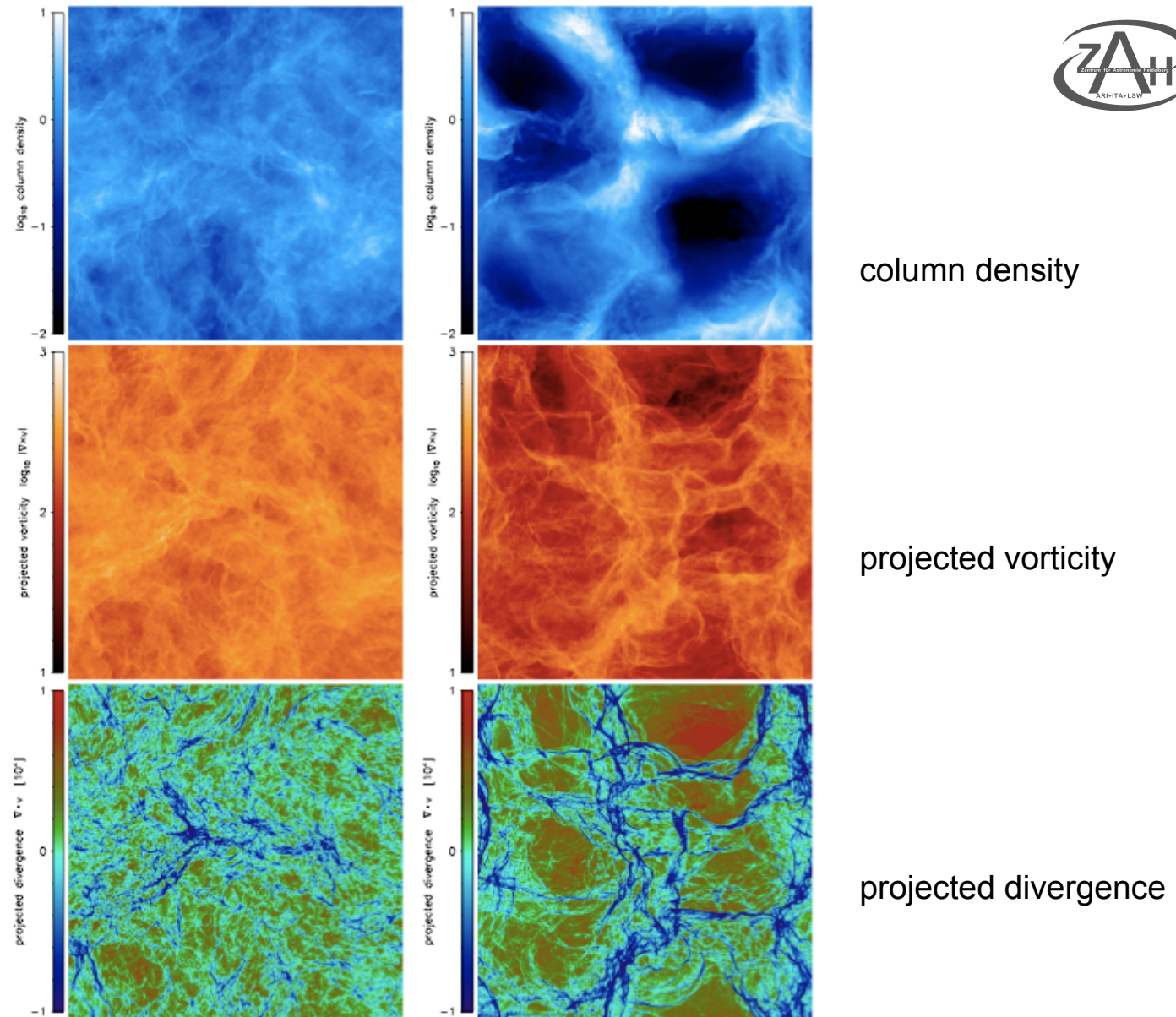


Fig. 1. Maps showing density, vorticity and divergence in projection along the z -axis at time $t = 2T$ as an example for the regime of statistically fully developed compressible turbulence for solenoidal forcing (*left*) and compressive forcing (*right*). *Top panels:* Column density fields in units of the mean column density. Both maps show three orders of magnitude in column density with the same scaling and magnitudes for direct comparison. *Middle panels:* Projections of the modulus of the vorticity $|\nabla \times v|$. Regions of intense vorticity appear to be elongated filamentary structures often coinciding with positions of intersecting shocks. *Bottom panels:* Projections of the divergence of the velocity field $\nabla \cdot v$ showing the positions of shocks. Negative divergence corresponds to compression, while positive divergence corresponds to rarefaction.



dilatational vs. solenoidal

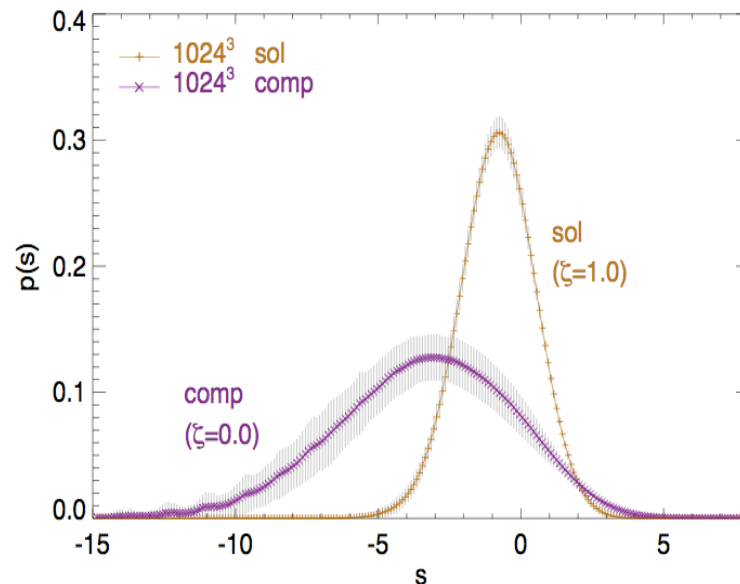


FIG. 2.— Volume-weighted density PDFs $p_s(s)$ in linear scaling where $s = \ln(\rho/\rho_0)$. The PDF obtained by compressive forcing (comp, $\zeta = 0.0$) is much broader compared to the solenoidal one (sol, $\zeta = 1.0$) at the same rms Mach number. The peak is shifted due to mass conservation (Vázquez-Semadeni 1994). Gray error bars indicate 1-sigma temporal fluctuations of the PDF. A sample of $\sim 10^{11}$ datapoints contribute to each PDF.

Federrath, Klessen, Schmidt (2008a)

- density pdf depends on “dimensionality” of driving
 - ◆ relation between width of pdf and Mach number

$$\sigma_\rho / \rho_0 = bM$$

- ◆ with b depending on ζ via

$$b = 1 + \left[\frac{1}{D} - 1 \right] \zeta = \begin{cases} 1 - \frac{2}{3}\zeta & , \text{ for } D = 3 \\ 1 - \frac{1}{2}\zeta & , \text{ for } D = 2 \\ 1 & , \text{ for } D = 1 \end{cases}$$

- ◆ with ζ being the ratio of dilatational vs. solenoidal modes:

$$\mathcal{P}_{ij}^\zeta = \zeta \mathcal{P}_{ij}^\perp + (1 - \zeta) \mathcal{P}_{ij}^\parallel = \zeta \delta_{ij} + (1 - 2\zeta) \frac{k_i k_j}{|k|^2}$$



dilatational vs. solenoidal

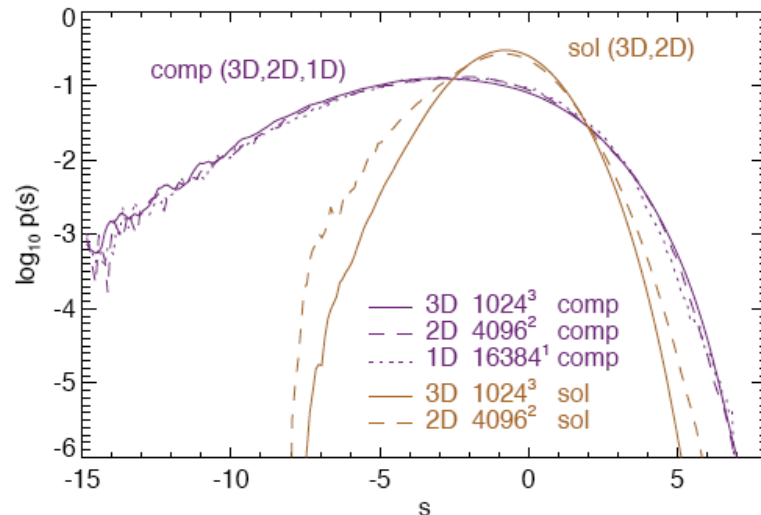


FIG. 3.— Volume-weighted density PDFs $p(s)$ obtained from 3D, 2D and 1D simulations with compressive forcing and from 3D and 2D simulations using solenoidal forcing. Note that in 1D, only compressive forcing is possible as in the study by Passot & Vázquez-Semadeni (1998). As suggested by eq. (5), compressive forcing yields almost identical density PDFs in 1D, 2D and 3D with $b \sim 1$, whereas solenoidal forcing leads to a density PDF with $b \sim 1/2$ in 2D and with $b \sim 1/3$ in 3D.

Federrath, Klessen, Schmidt (2008a)

- density pdf depends on “dimensionality” of driving
 - ◆ relation between width of pdf and Mach number

$$\sigma_\rho / \rho_0 = b\mathcal{M}$$

- ◆ with b depending on ζ via

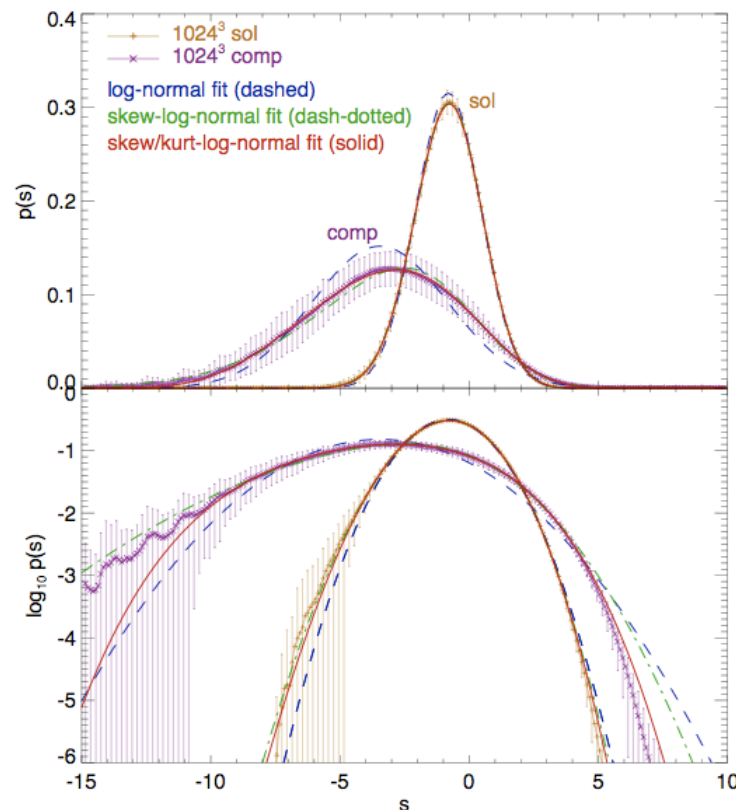
$$b = 1 + \left[\frac{1}{D} - 1 \right] \zeta = \begin{cases} 1 - \frac{2}{3}\zeta & , \text{ for } D = 3 \\ 1 - \frac{1}{2}\zeta & , \text{ for } D = 2 \\ 1 & , \text{ for } D = 1 \end{cases}$$

- ◆ with ζ being the ratio of dilatational vs. solenoidal modes:

$$\mathcal{P}_{ij}^\zeta = \zeta \mathcal{P}_{ij}^\perp + (1 - \zeta) \mathcal{P}_{ij}^\parallel = \zeta \delta_{ij} + (1 - 2\zeta) \frac{k_i k_j}{|k|^2}$$



dilatational vs. solenoidal



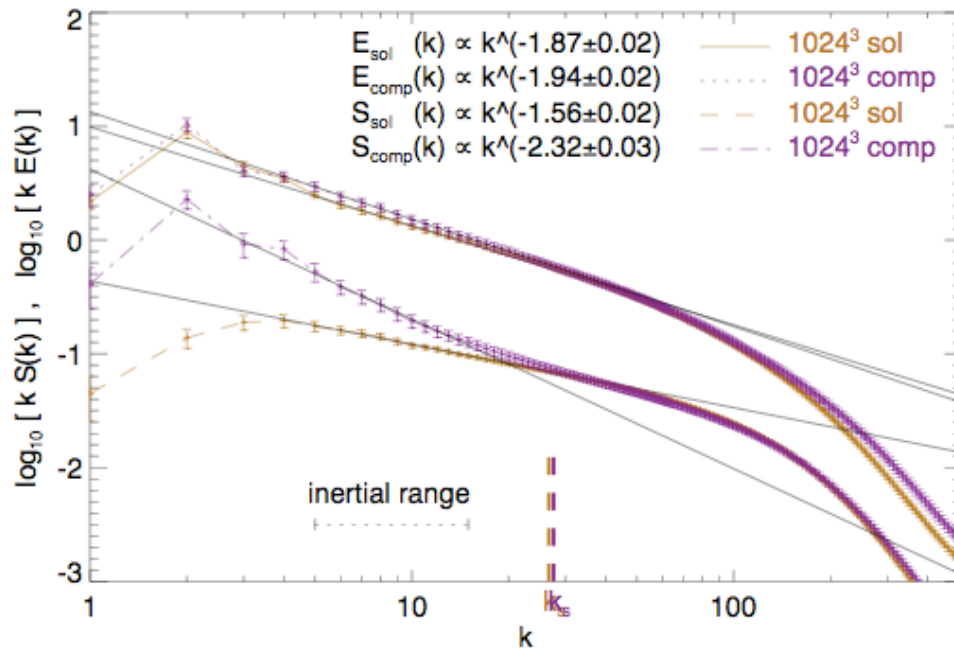
good fit needs 3rd and 4th moment of distribution!

Federrath, Klessen, Schmidt (2008b)

- density pdf depends on “dimensionality” of driving
→ is that a problem for the Krumholz & McKee model of the SF efficiency?
- density pdf of compressive driving is *NOT log-normal*
→ is that a problem for the Padoan & Nordlund IMF model?
- most “physical” sources should be *compressive* (convergent flows from spiral shocks or SN)



dilatational vs. solenoidal



compensated density spectrum $kS(k)$ shows clear break at sonic scale. below that shock compression no longer is important in shaping the power spectrum ...

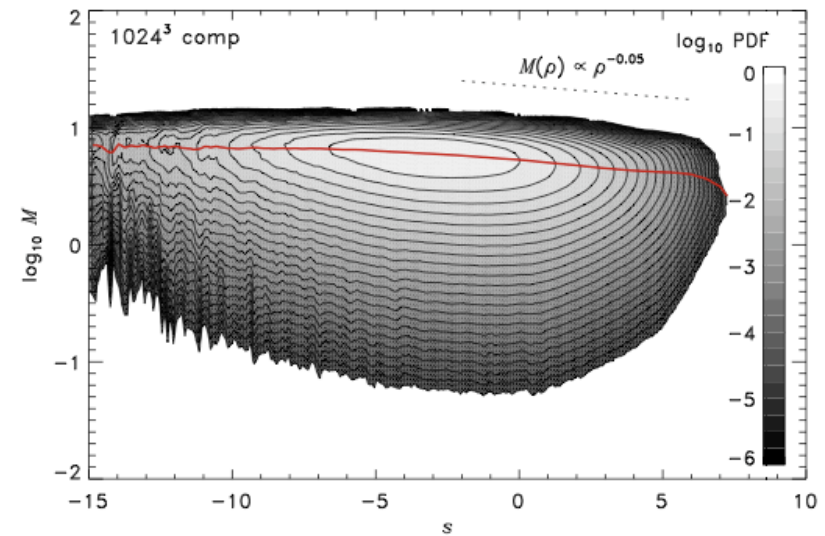
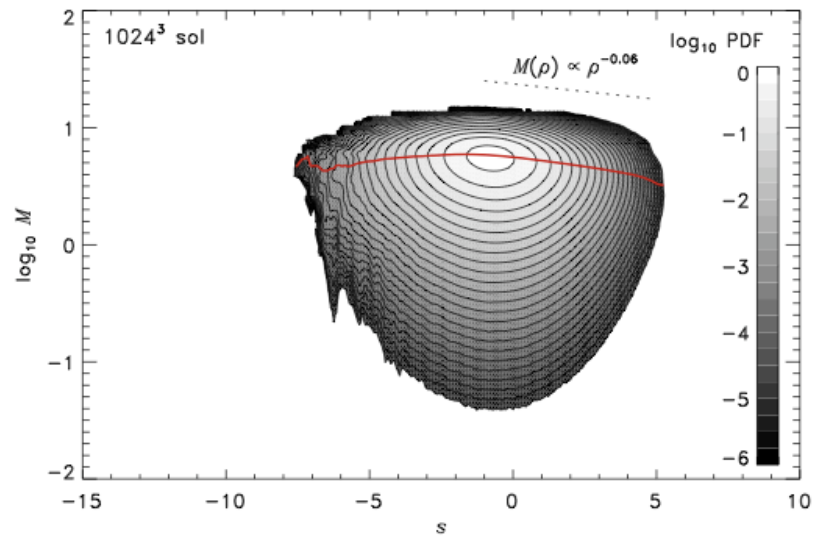
- density power spectrum differs between dilatational and solenoidal driving!

→ dilatational driving leads to break at sonic scale!

- can we use that to determine driving sources from observations ?



dilatational vs. solenoidal



there is a weak *log density – log Mach number* relation ...

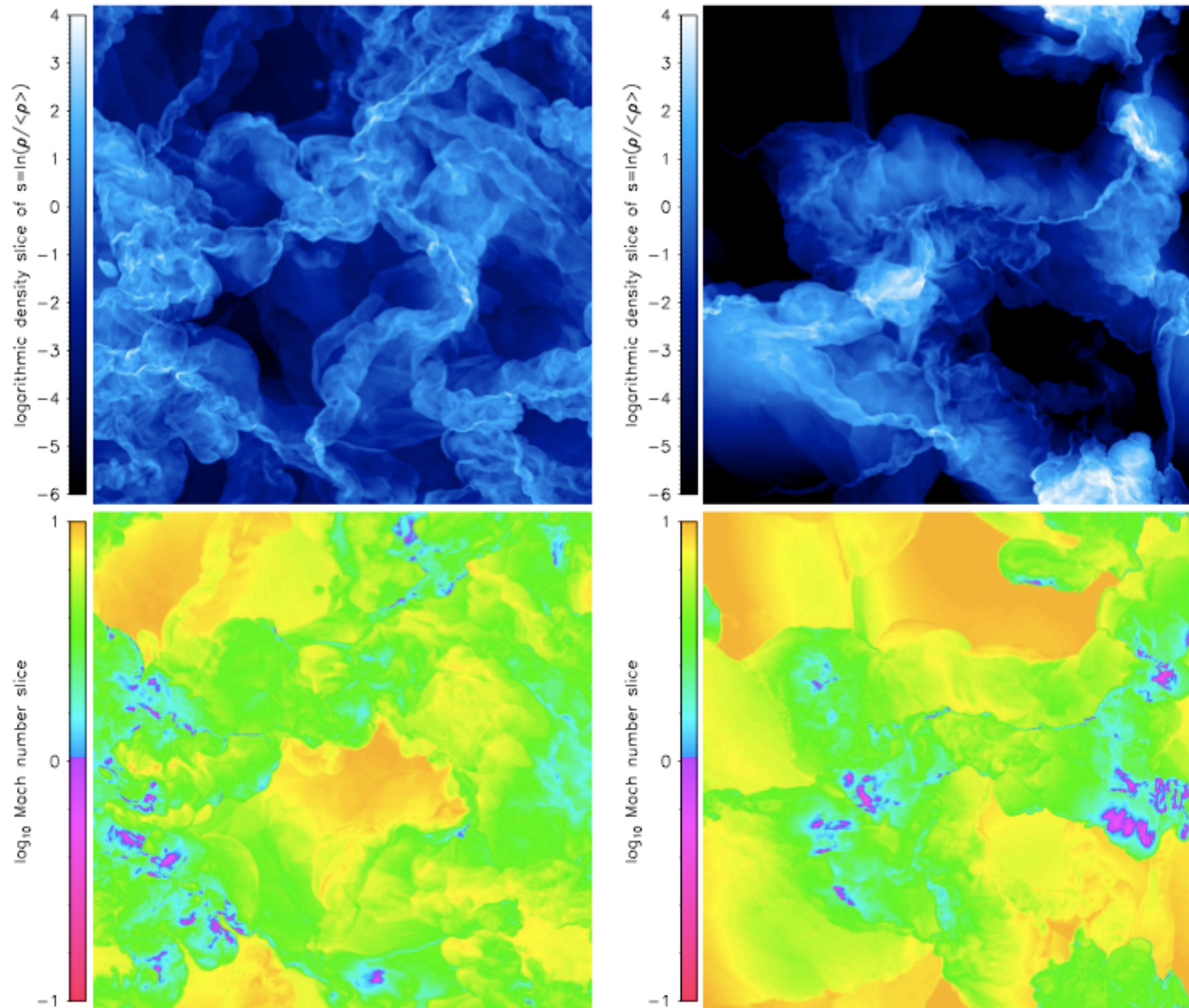


Fig. 14. z -slices through the local density (*top panels*) and Mach number fields (*bottom panels*) at $z = 0$ and $t = 2T$ for solenoidal forcing (*left*), and compressive forcing (*right*). Regions with subsonic velocity dispersions (Mach < 1) are distinguished from regions with supersonic velocity dispersions (Mach > 1) in the colour scheme used. The correlation between density and Mach number is quite weak. However, as shown in Fig. 4, high-density regions exhibit smaller Mach numbers on average.



dilatational vs. solenoidal

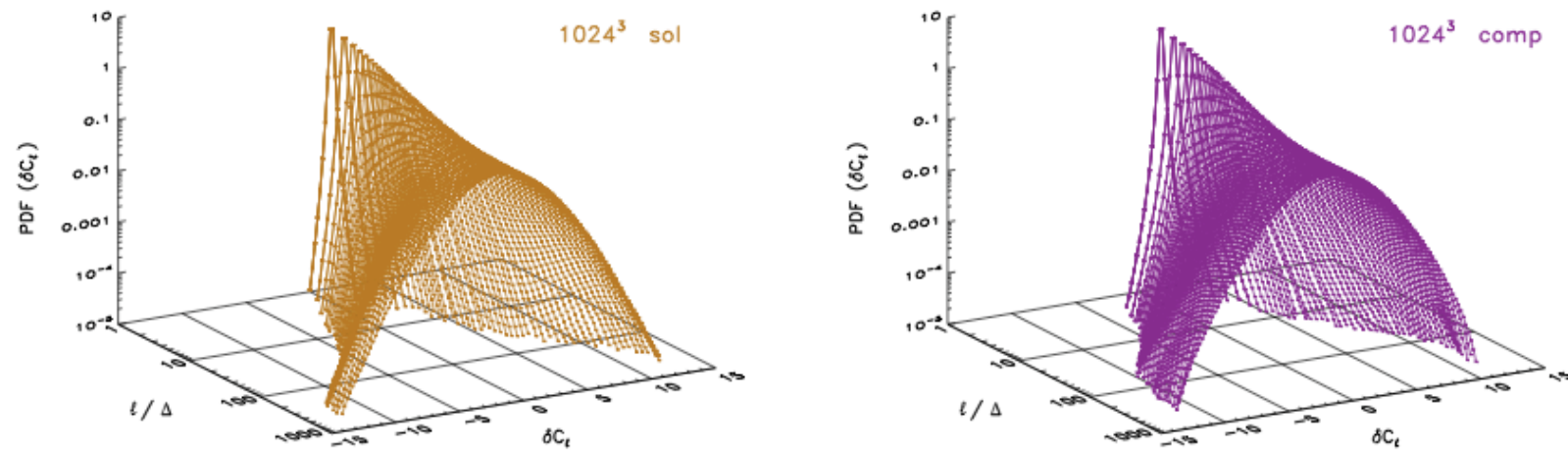
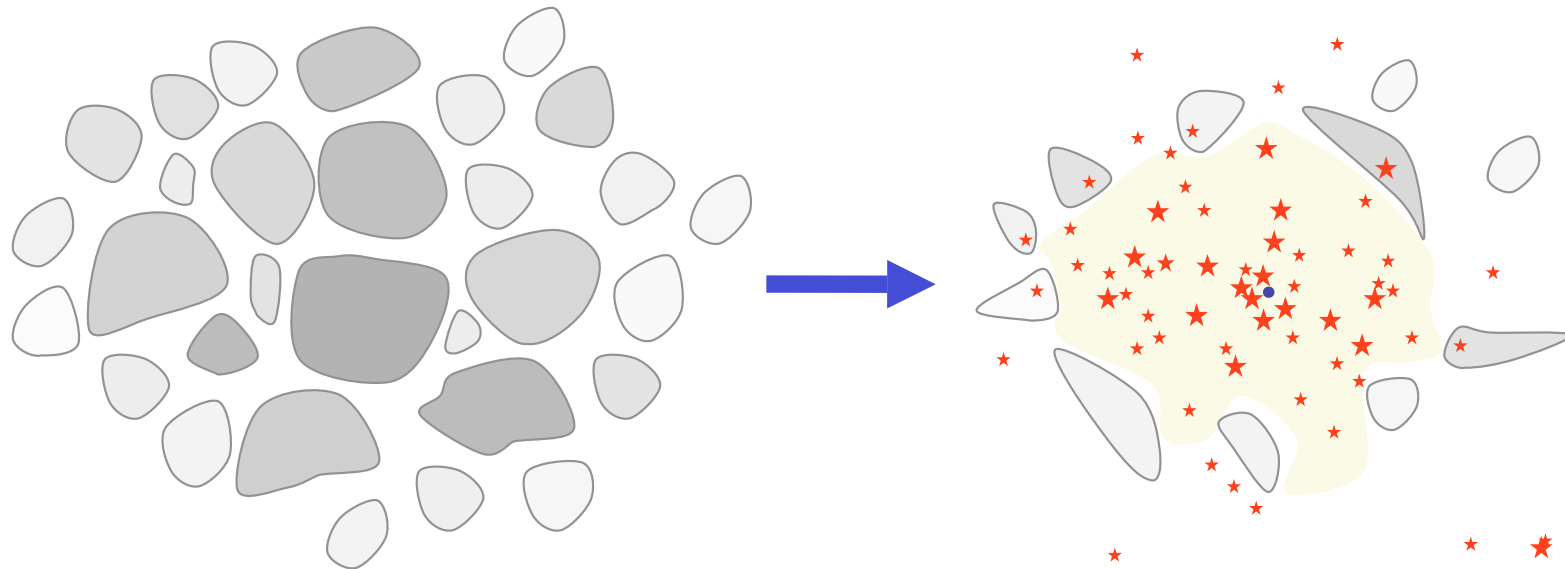


Fig.7. PDFs of centroid velocity increments computed using equations (18) and (19) are shown as a function of the lag ℓ in units of grid cells $\Delta = L/1024$ for solenoidal forcing (*left*) and compressive forcing (*right*). The PDFs are very close to Gaussian distributions for large lags ℓ , whereas for small lags, they develop exponential tails, which is a manifestation of intermittency (e.g., Hily-Blant et al. 2008).

Bildung von Sternhaufen & IMF

Die meisten Sterne entstehen in Haufen

→ *Sternentstehung = Haufenbildung*



Wie macht man aus Gasklumpen Sterne?

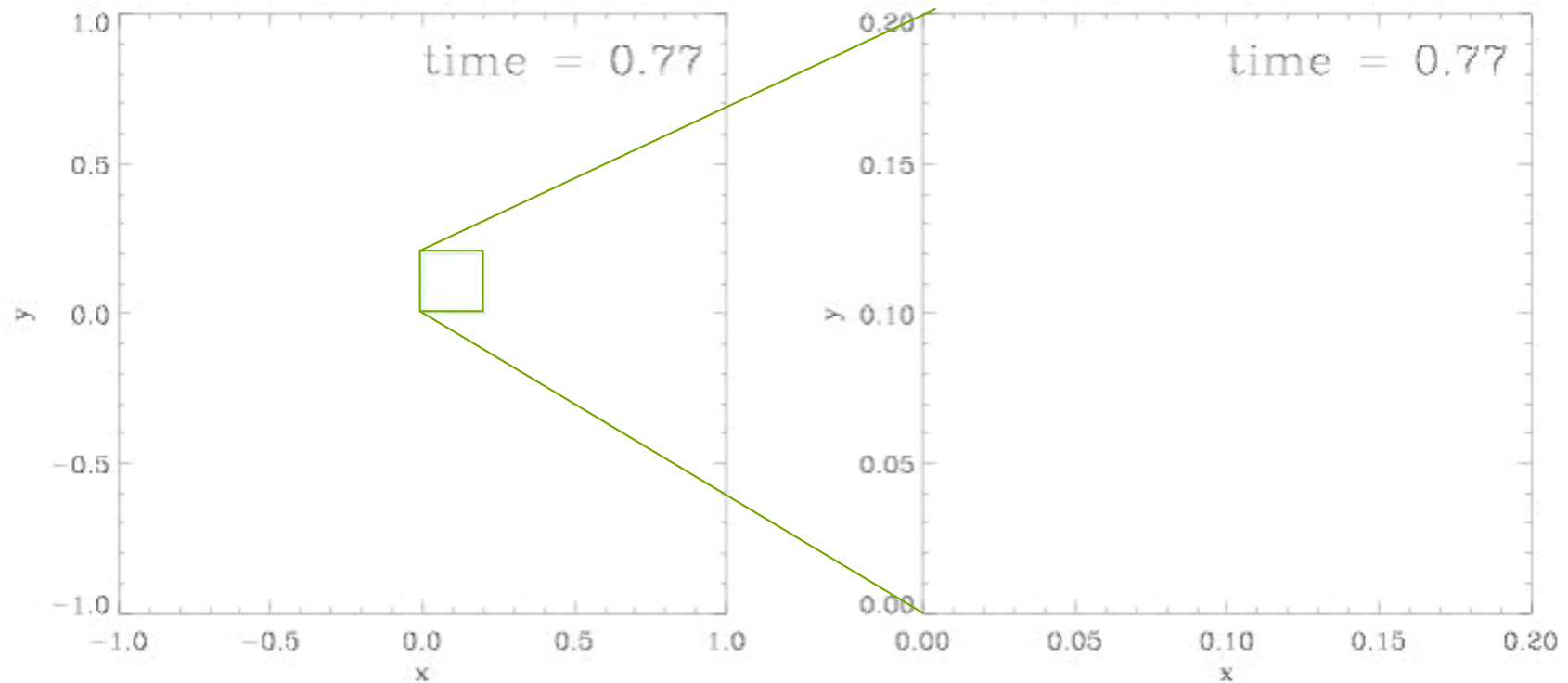
Was bestimmt die Endmasse?

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

Ralf Klessen (22.06.2009)

Bildung von Sternhaufen

Fast alle Sterne bilden sich in Haufen - dynamische Prozesse wichtig

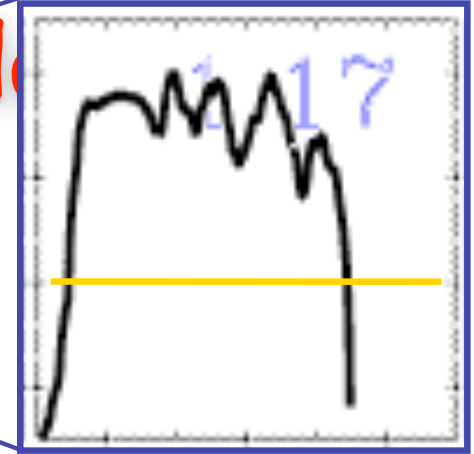
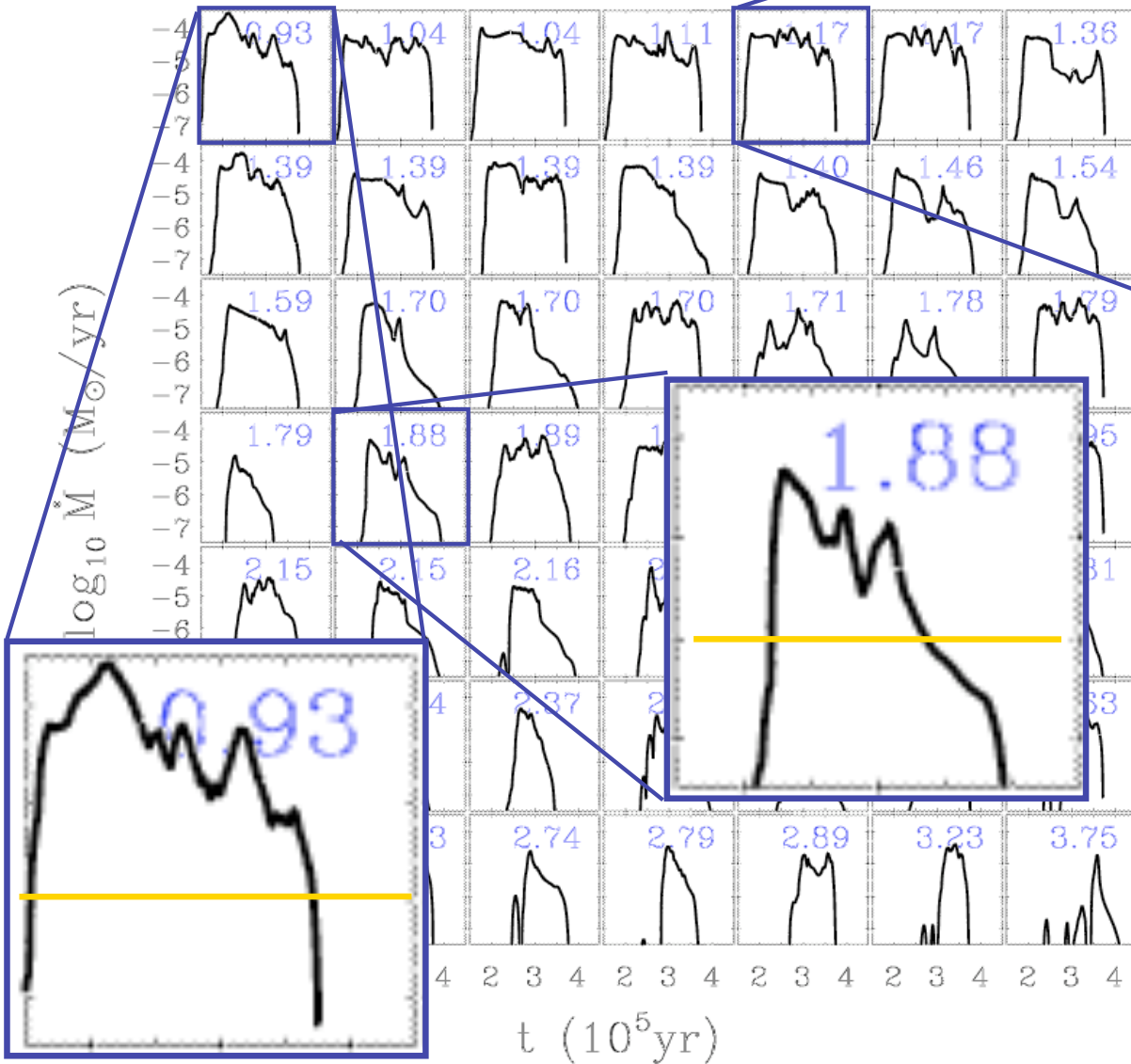


Trajektorien junger Protosterne im sich bildenden Haufen.

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

Ralf Klessen (22.06.2009)

Akkretionsraten in H₂



Massenakkretionsraten sind stark *zeitabhängig* und von *Haufenumgebung* beeinflusst.

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

Abhängigkeit von Zustandsgl.

Zustandsgleichung bestimmt Stärke der Fragmentation!

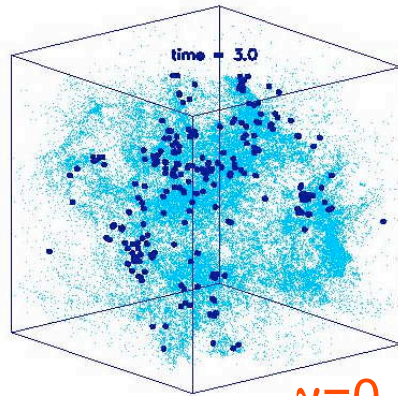
• polytrope ZG: $p \propto \rho^\gamma$

$\gamma < 1$: dichter Haufen von massearmen Sternen

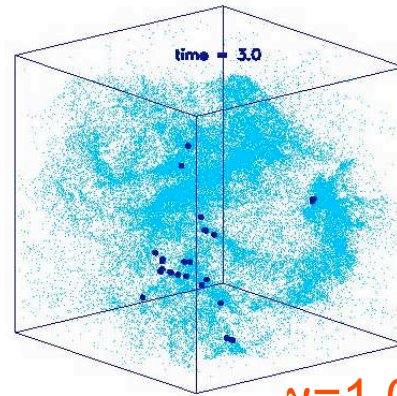
$\gamma > 1$: isolierte massereiche Sterne

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

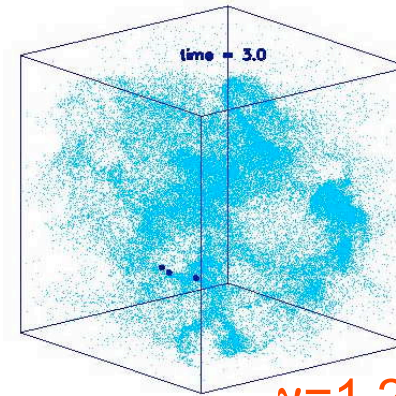
Abhängigkeit von ZG



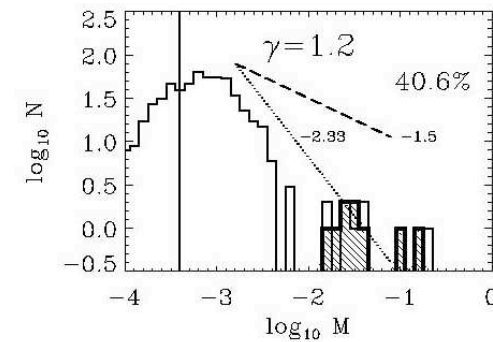
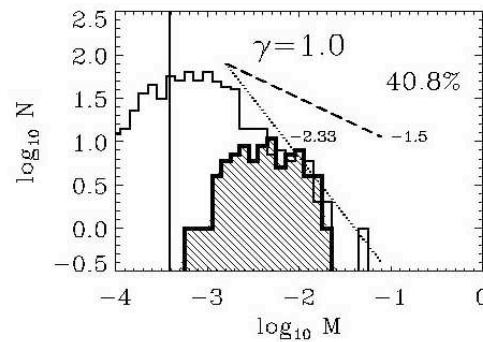
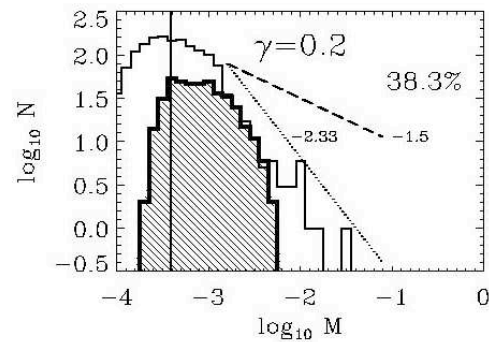
$\gamma=0.2$



$\gamma=1.0$



$\gamma=1.2$



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

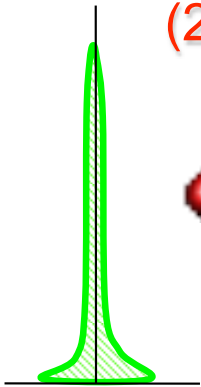
für $\gamma > 1$ Fragmentation unterdrückt → Bildung *isolierter massereicher Sterne*

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

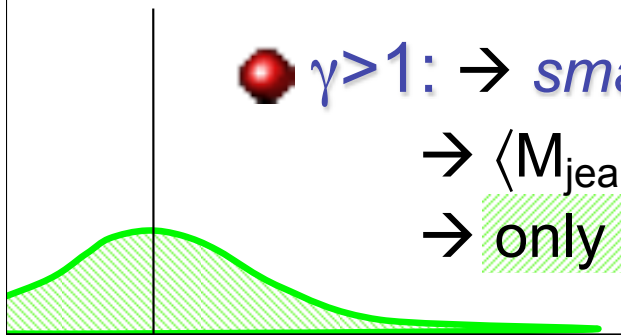
Wie funktioniert das?

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

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



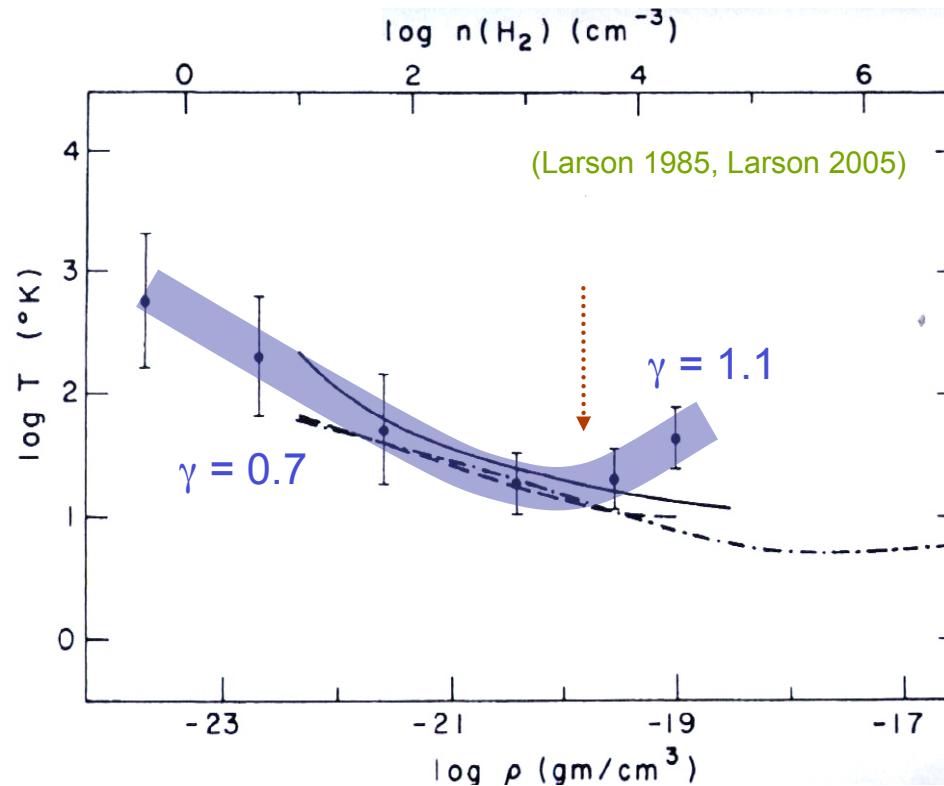
- $\gamma < 1$: \rightarrow *large* density excursion for given pressure
 - $\rightarrow \langle M_{\text{jeans}} \rangle$ becomes small
 - \rightarrow number of fluctuations with $M > M_{\text{jeans}}$ is large



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



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

$$P \propto \rho T$$

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

Schrittweise polytrope ZG

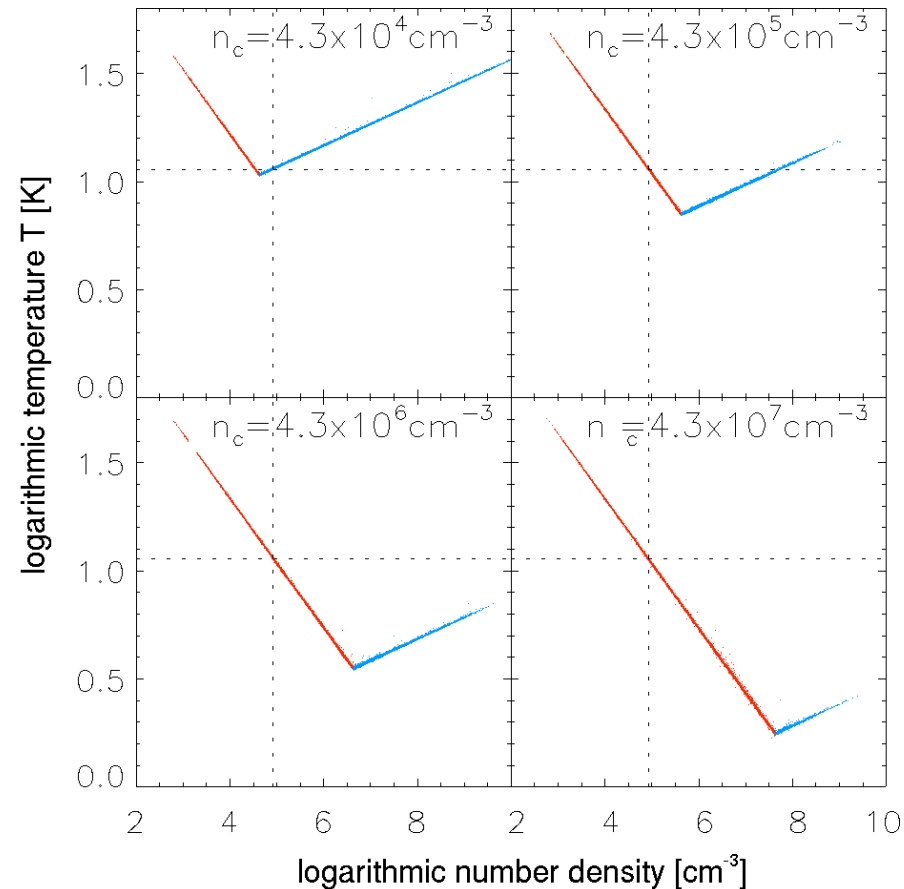
$$\gamma_1 = 0.7$$

$$\gamma_2 = 1.1$$

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

Simple numerisches
Modell mit schrittweise
polytroper Zustands-
gleichung

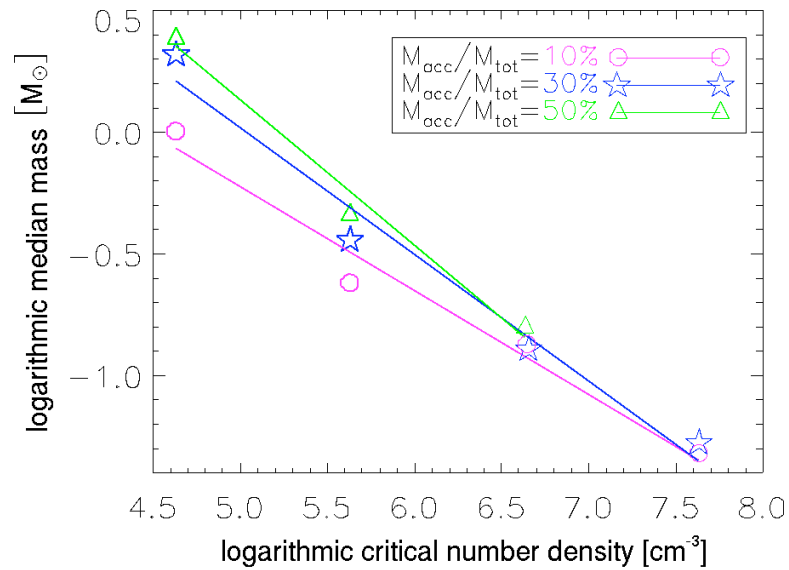
(Jappsen et al. 2005)



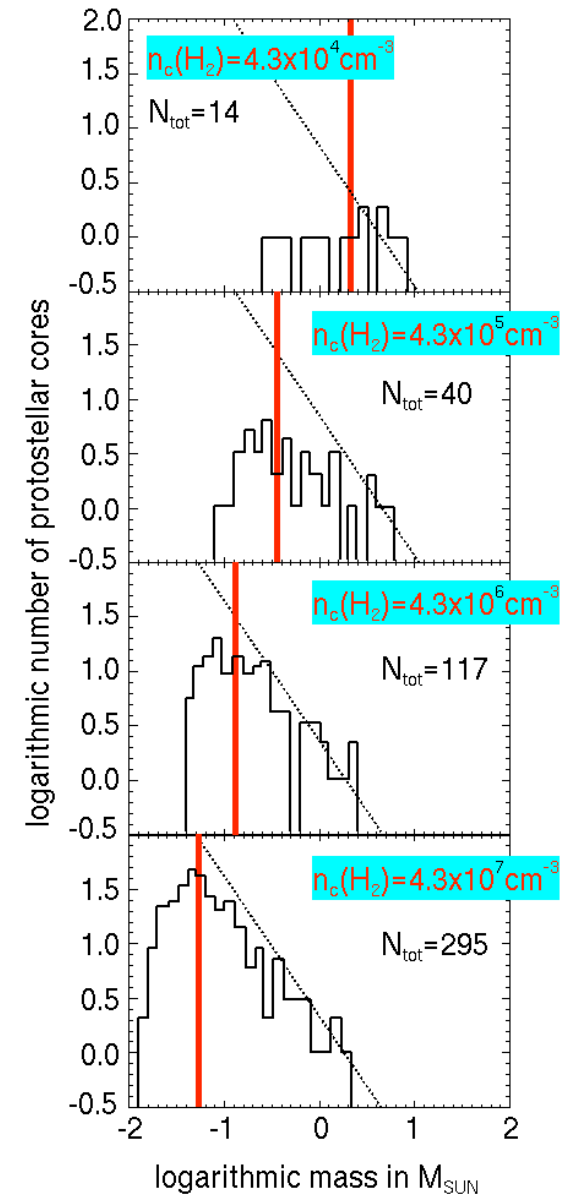
Stellare Massenfunktion (IMF)

kritische Dichte \uparrow

\rightarrow Median der Masse \downarrow

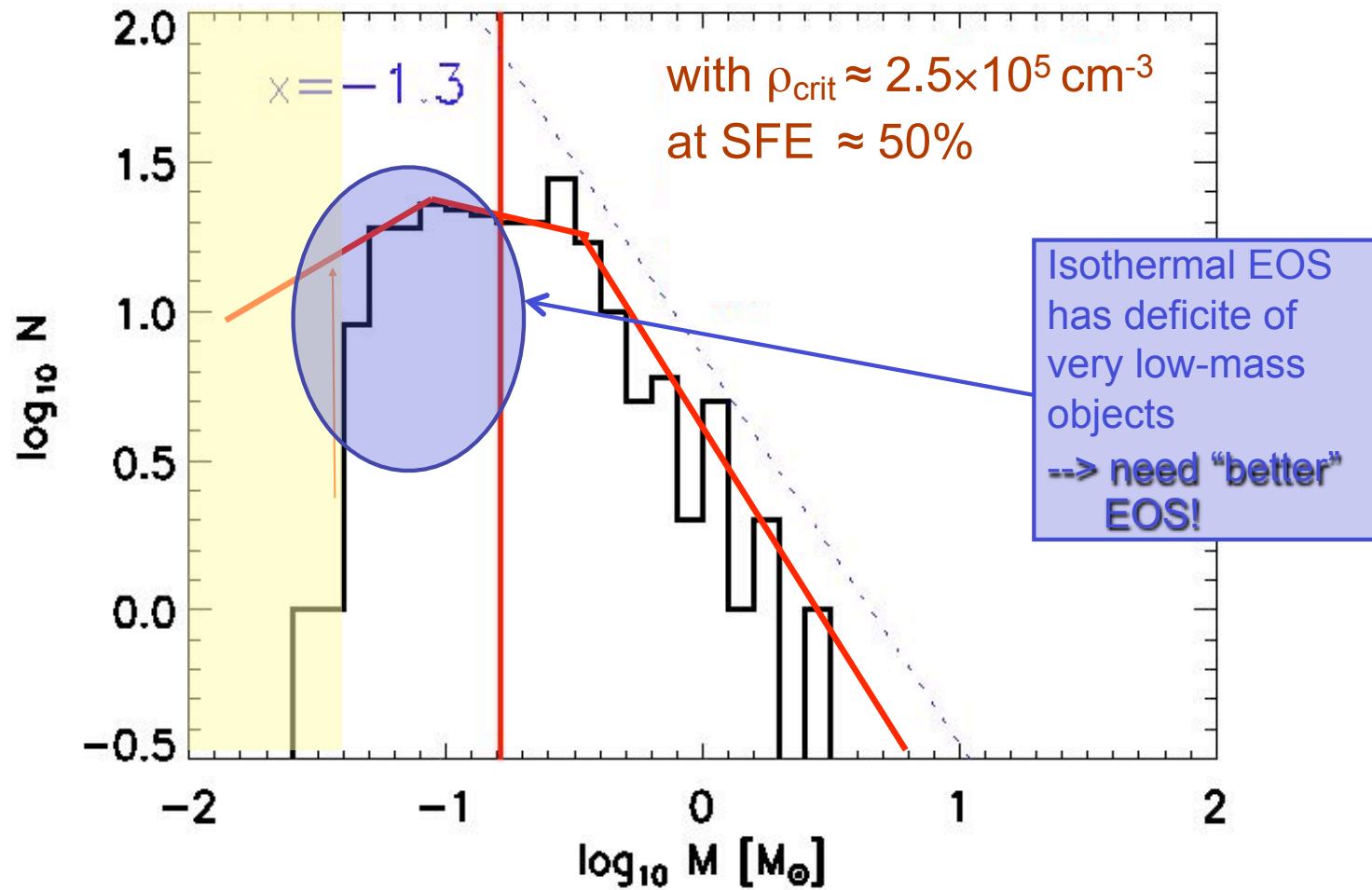


(Jappsen et al. 2005)

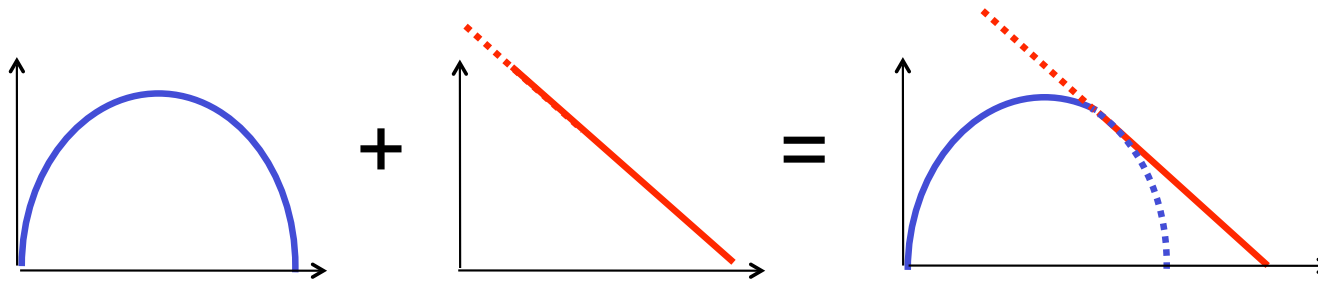


Ralf Klessen (22.06.2009)

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 zerfällt rasch \longrightarrow *Energieeintrag*, oder *SE Zeitskala $\approx \tau_{ff}$* \longleftarrow **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.* \rightarrow *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
- *Mehr Physik!*
 - ◆ Zeitabhängige, chemische Netzwerke in MHD Simulationen
 - ◆ Wechselwirkung von Strahlung und Materie

Danke!