Simulazioni stellari con modelli 3D

Federico Rizzuti (Università di Trieste, IT / Keele University, UK)

Da Trieste a Keele

Modellistica di stelle 3D (pre-supernova)

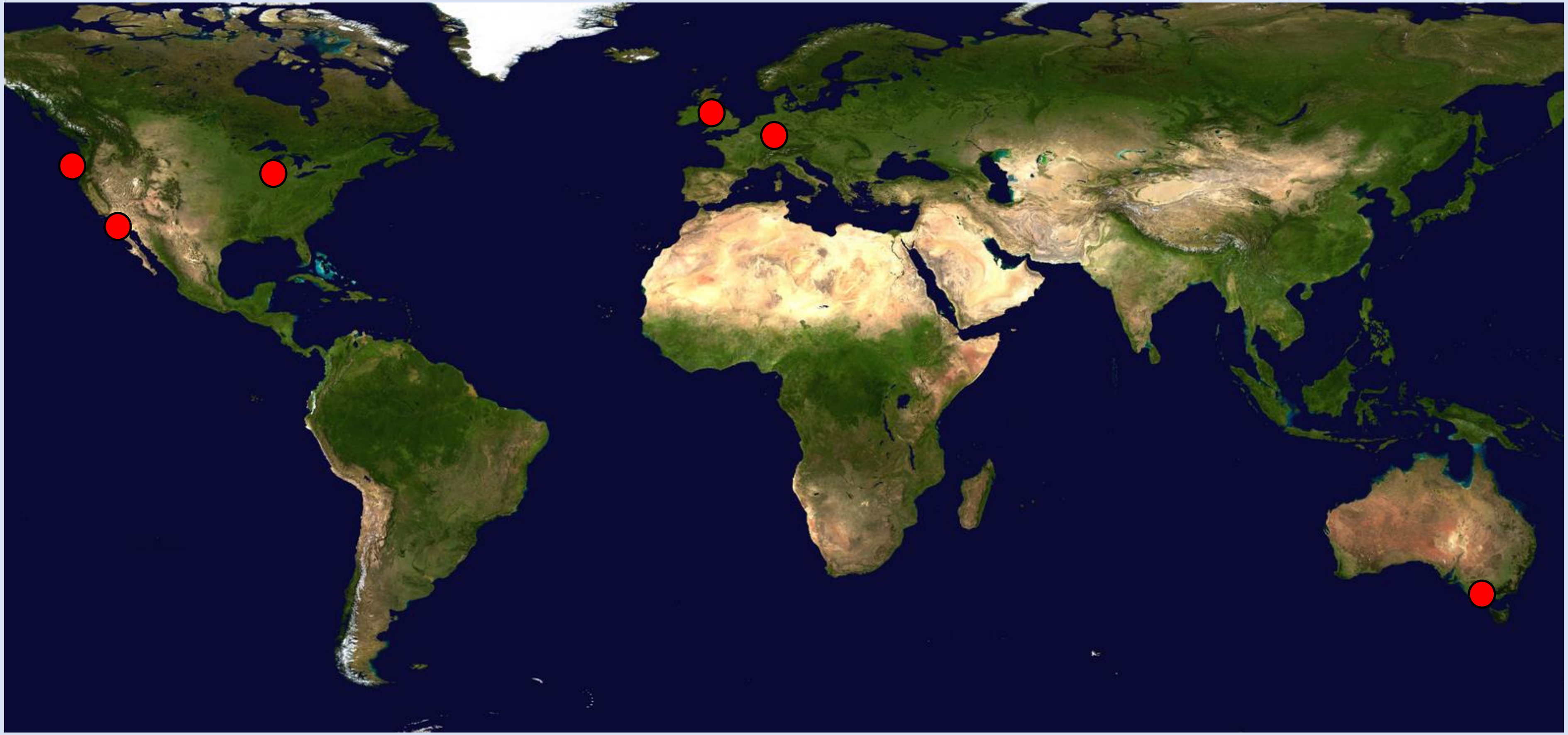
Keele Uni,
Exeter UK

Minnesota/Michigan

Heidelberg, DE

Victoria CA

Santa
Barbara CA



Monash Uni

Le equazioni di struttura stellare

Statica

$$\begin{cases} \frac{\partial r}{\partial m} = \frac{1}{4\pi r^2 \varrho} & \text{mass continuity} \\ \frac{\partial P}{\partial m} = -\frac{Gm}{4\pi r^4} - \frac{\partial^2 r}{\partial t^2}\frac{1}{4\pi r^2} & \text{pressure balance} \\ \frac{\partial l}{\partial m} = \varepsilon_{\rm n} - \varepsilon_\nu - c_{\rm P}\frac{\partial T}{\partial t} + \frac{\delta}{\varrho}\frac{\partial P}{\partial t} & \text{energy conservation} \\ \frac{\partial T}{\partial m} = -\frac{GmT}{4\pi r^4 P}\nabla & \text{energy transport} \\ \varrho = \varrho(P, T, X_i) & \text{equation of state} \\ \frac{{\rm d}X_i}{{\rm d}t} = \frac{\partial X_i}{\partial t} + \frac{\partial}{\partial m}\left(D' \frac{\partial X_i}{\partial m}\right) & \text{nuclear species, } i \in [1, I] \end{cases} \tag{3.1}$$

Dinamica: il bruciamento nucleare

where $\varepsilon_{\rm n}$ is the nuclear energy release rate, ε_ν the neutrino loss rate, ∇ the temperature gradient defined as $\nabla := {\rm d}\ln(T)/{\rm d}\ln(P)$, and D' the diffusion coefficient. For completeness, it is worth mentioning that also $\varepsilon_{\rm n}, \varepsilon_\nu$ and other quantities in (3.1) are function of P, T, X_i, but their values are known and tabulated.

I criteri di convezione

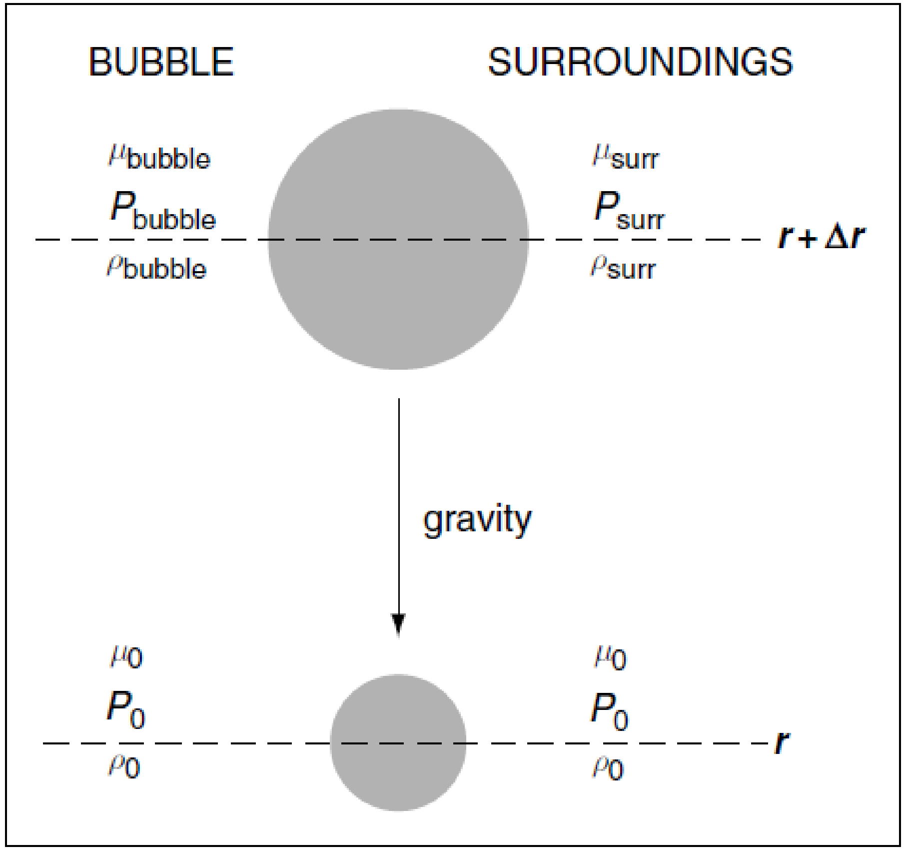


Figure 1.4: Schematic representation of the physical mechanism for the generation of a convective instability. Figure taken from Salaris & Cassisi (2005).

Derivazione matematica del criterio

Equazioni del moto della goccia

$$\begin{cases} \varrho \dfrac{\mathrm{d}^2\Delta r}{\mathrm{d}t^2} + g\Delta\varrho = 0 \\ \dfrac{\mathrm{d}\Delta\mu}{\mathrm{d}t} - \dfrac{\mu}{H_\mathrm{P}}\nabla_\mu \dfrac{\mathrm{d}\Delta r}{\mathrm{d}t} = 0 \\ \dfrac{\mathrm{d}\Delta T}{\mathrm{d}t} + \dfrac{T}{H_\mathrm{P}}(\nabla_\mathrm{ad} - \nabla)\dfrac{\mathrm{d}\Delta r}{\mathrm{d}t} = 0 \\ \dfrac{\Delta\varrho}{\varrho} + \delta\dfrac{\Delta T}{T} - \varphi\dfrac{\Delta\mu}{\mu} = 0 \end{cases}$$

Ipotesi soluzione

$\Delta x = A_\mathrm{x}\ e^{iNt}$ for each $x \in (T, \varrho, \mu, r)$,

Soluzione del sistema: frequenza di Brunt-Vaisala

$$N^2 = \frac{g\cdot\delta}{H_\mathrm{P}}\left(\nabla_\mathrm{ad} - \nabla + \frac{\varphi}{\delta}\nabla_\mu\right) \quad (2.15)$$

This equation represents the condition for stability of a displaced fluid element; N is commonly known as the "Brunt-Väisälä frequency". If $N^2 > 0$, then N is real and the element keeps oscillating around its original position, according to the solution $\Delta r = A_\mathrm{r}\ e^{i|N|t}$. But if $N^2 < 0$, N would be imaginary, therefore $\Delta r = A_\mathrm{r}\ e^{|N|t}$ and the element will move exponentially away from its original position, giving rise to a convective instability (for more details about the derivation, see Salaris & Cassisi, 2005).

$$\nabla_\mathrm{ad} + \frac{\varphi}{\delta}\nabla_\mu > \nabla_\mathrm{rad}$$

the "Ledoux criterion" (Ledoux, 1947).

"Schwarzschild criterion" (Schwarzschild, 1958):

$$\nabla_\mathrm{ad} > \nabla_\mathrm{rad}$$

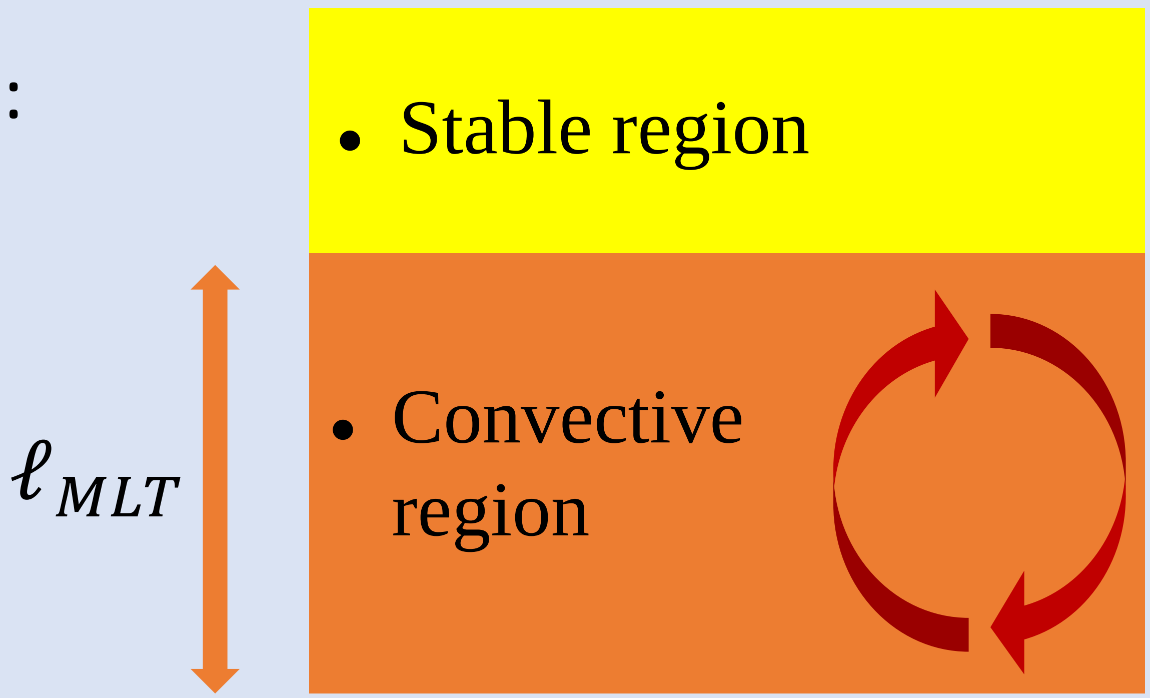
Implementazione nei modelli stellari

- In realtà, i gradienti dell'elemento e del surrounding sono sempre intermedi: vanno calcolati
- Va assunta una distanza di mixing: mixing length theory (MLT) (*Böhm-Vitense 1958*)

$$\nabla_{\rm ad} < \nabla_{\rm e} < \nabla_{\rm s} < \nabla_{\rm rad}$$

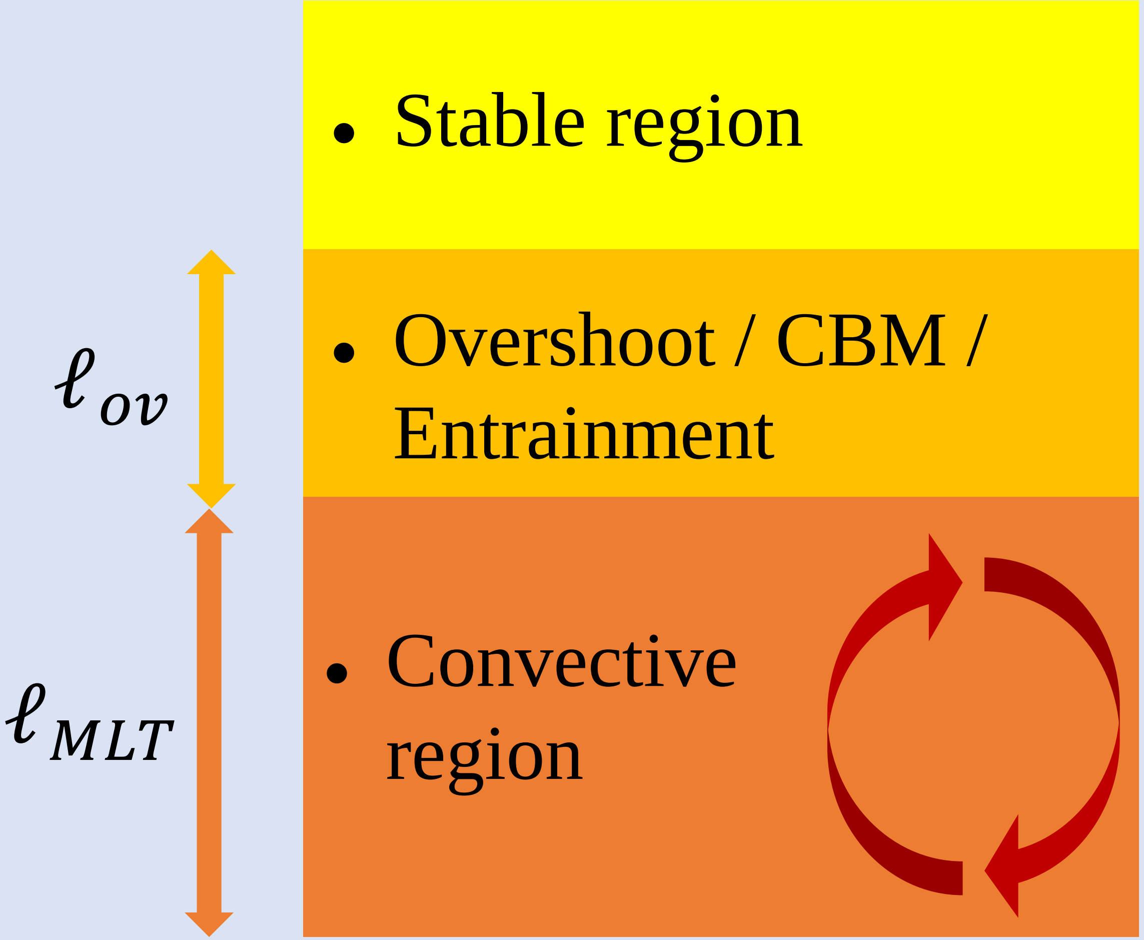
$$\nabla_{\rm ad} = \frac{P\,\delta}{T\,\varrho\,c_P}$$

$$\nabla_{\rm rad} = \frac{3}{16\pi a\,c\,G}\frac{\kappa\,L\,P}{M\,T^4}$$



Il problema dell'overshoot

- Il fluido non si arresta all'interfaccia: $a = 0$ ma $v \neq 0$
- Penetrazione nella zona stabile
- overshooting/ diffusion/ entrainment/ convective boundary mixing (CBM)



Convective Boundary Mixing (CBM)

CBM implementations

Penetrative overshoot

$d_{ov} = \alpha_{ov} min[H_P, r_c]$, *Zahn (1991), GENEC*

- Same degree of mixing
- Extended by fraction of pressure scale height

Exponential decay diffusion

$D = D_0 exp\left[\frac{-2z}{f_{CBM} H_P}\right]$, *Freytag et al. (1996), MESA*

- Mixing decreasing exponentially
- Mixing continued until cutoff reached

Entrainment law

$\dot{M} = 4\pi r^2 \rho v_c A Ri_b^{-n}$, *Meakin & Arnett (2007), GENEC in Scott et al. (2021)*

L'entrainment law per l'overshoot

- Entrainment law: creata per la geofisica, ma applicata agli ambienti stellari (Meakin & Arnett 2007)

$$E = \frac{v_e}{v_c} = A \ Ri_B^{-n}$$

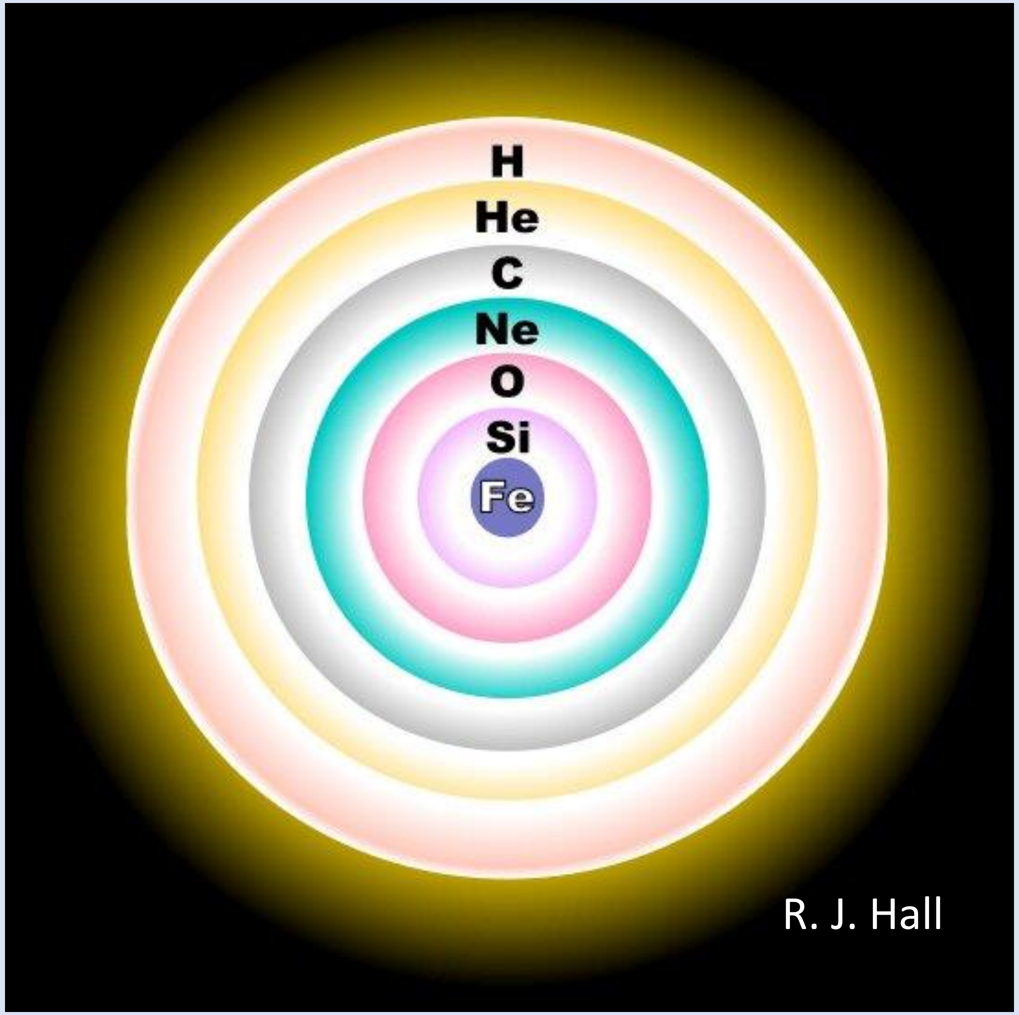
$$Ri_B = \frac{\ell \ \Delta b}{v_c^2} \ ; \quad \Delta b = \int_{r_1}^{r_2} N^2 dr \qquad (2.26)$$

with ℓ the length scale of turbulent motions, Δb the buoyancy jump, N the Brunt-Väisälä frequency, r_1 and r_2 two radii that encompass the boundary location. A common choice is $r_1 = r_b - \ell/2$ and $r_2 = r_b + \ell/2$ with r_b being the boundary location, so that the integration length of N^2 around r_b is exactly ℓ. There is no strict definition for ℓ, so it is usually taken to be large enough to include completely the peak in N^2 during the integration, as we shall later

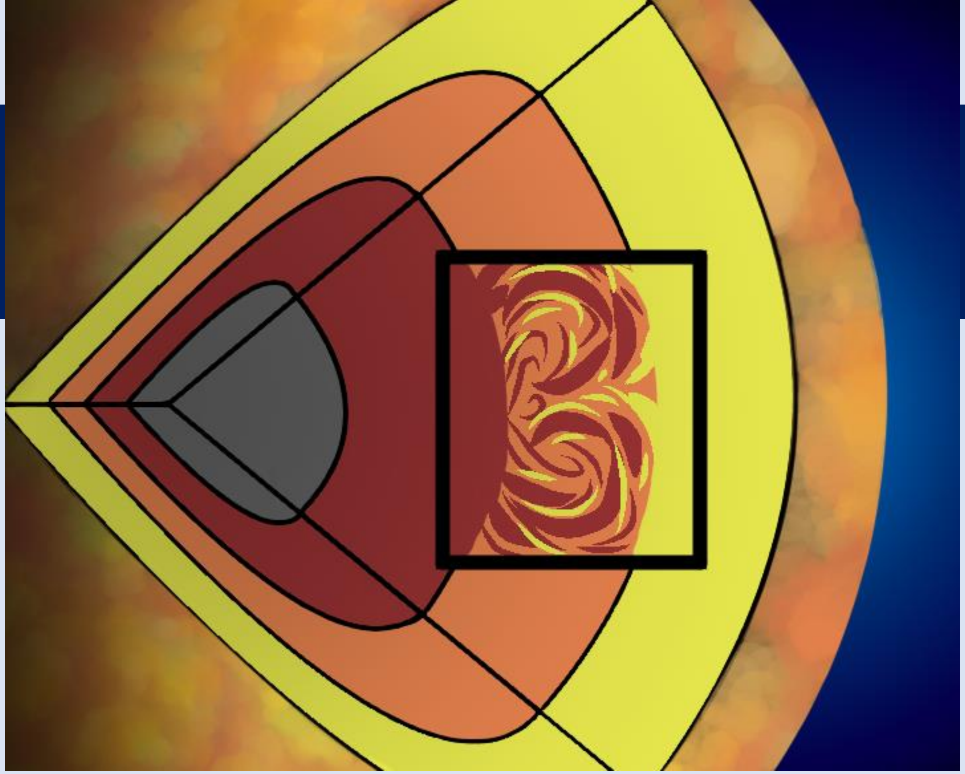
I problemi dei modelli stellari 1D

Vantaggi:
- si può modellare l'intera stella per tutto il suo tempo di vita
- confronto immediato con le osservazioni
- esplorazione dello spazio dei parametri

Svantaggi:
- assunzione di simmetria sferica
- necessità di parametrizzare i fenomeni multi-D: mass loss, convection, rotation, magnetic fields, opacity, binarity (and their interplay)



I modelli stellari 3D



Si costruisce una ‘scatola’ che contiene alcune parti della stella

Vantaggi:

- non si assume più simmetria sferica
- si possono includere i processi multi-D (convezione, rotazione, campi magnetici…)

Svantaggi:

- alto costo (sia di tempo che di risorse)
- tempo stellare limitato (ore o minuti)
- dimensioni limitate (strati stellari)

321D: il legame tra 1D e multi-D

Modelli 1D:

- simmetria sferica
- assumere prescrizioni / parametrizzazioni
- soggetti a incertezze

Condizioni iniziali

Modelli multi-D:

- rompono la simmetria
- estensione spaziale limitata
- timescale limitati (hrs)

Migliorano le prescrizioni teoriche/ stima dei coefficienti

Idrodinamica stellare: l'equazione di Navier-Stokes

Equazioni di Eulero:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho\, \boldsymbol{v}) = 0;$$ Conservazione massa

$$\rho \frac{\partial \boldsymbol{v}}{\partial t} + \rho\, \boldsymbol{v} \cdot \nabla \boldsymbol{v} = -\nabla p + \rho\, \mathbf{g};$$ Conservazione momento

$$\rho \frac{\partial E_{\mathrm{t}}}{\partial t} + \rho\, \boldsymbol{v} \cdot \nabla E_{\mathrm{t}} + \nabla \cdot (p\, \boldsymbol{v}) = \rho\, \boldsymbol{v} \cdot \mathbf{g} + \rho(\epsilon_{\mathrm{nuc}} + \epsilon_{\nu});$$ Conservazione energia

$$\varrho \left(\frac{\partial \boldsymbol{v}}{\partial t} + (\boldsymbol{v} \cdot \boldsymbol{\nabla})\, \boldsymbol{v} \right) = -\boldsymbol{\nabla} P + \eta \nabla^2 \boldsymbol{v} + \left(\frac{1}{3}\eta + \zeta \right) \boldsymbol{\nabla} (\boldsymbol{\nabla} \cdot \boldsymbol{v}) + \varrho\, \boldsymbol{g}$$

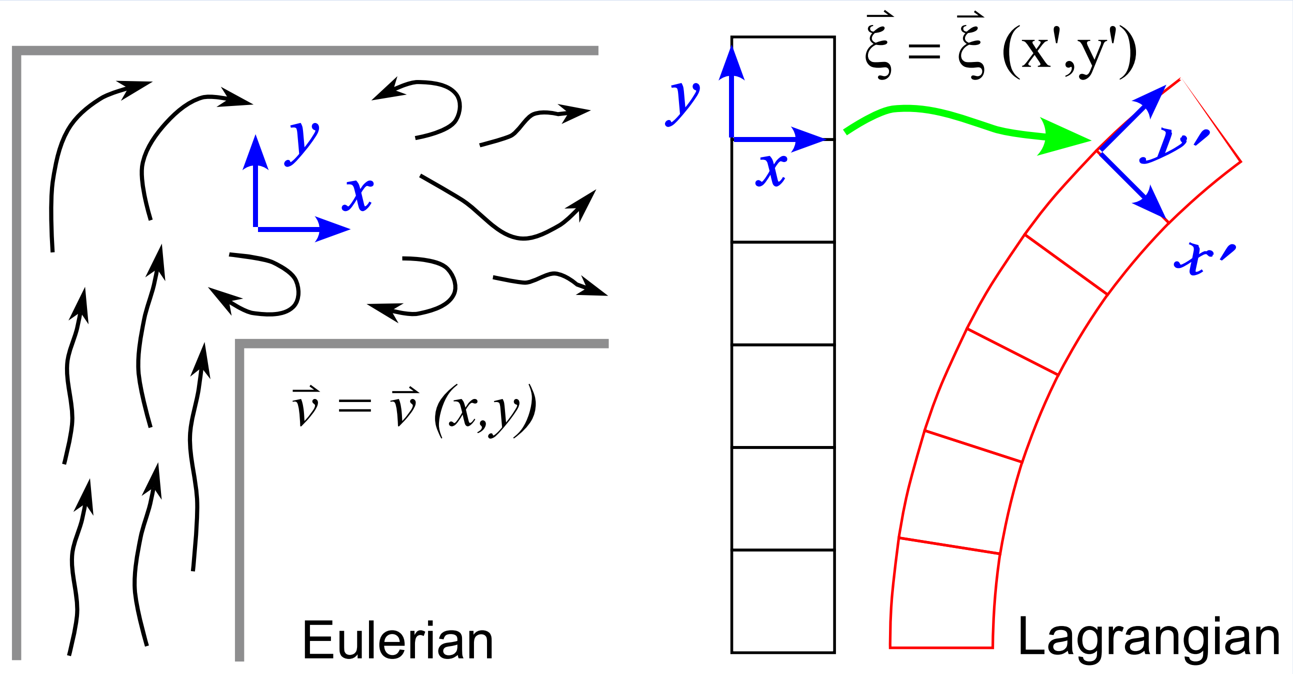
L'equazione di Navier-Stokes per descrivere il moto del fluido:

- Non ha soluzione esatta (problema del millennio): premio da 1 milione di $ a chi trova la soluzione (o dimostra che non esiste)
- Va risolta numericamente

Approccio euleriano vs lagrangiano

La simulazione consiste in:

- approccio euleriano: una griglia di celle (cartesiana, sferica…)
- approccio lagrangiano: un insieme di particelle (SPH, n-body…)

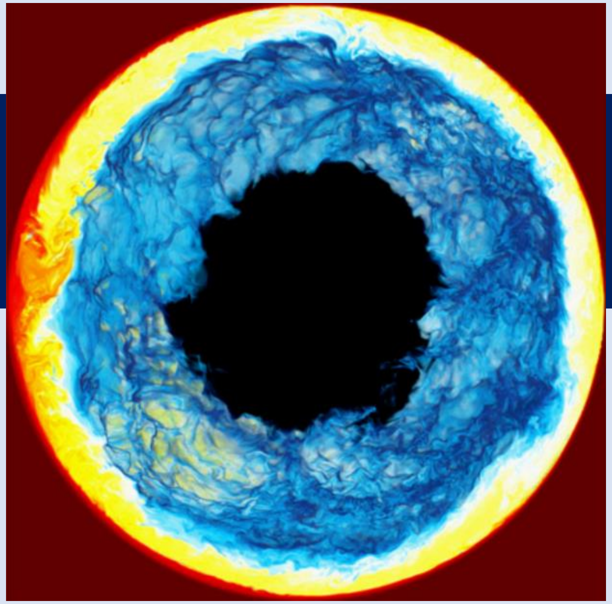


Le equazioni di struttura stellare 3D

$$\begin{cases} \dfrac{D\varrho}{Dt} = -\varrho\,\boldsymbol{\nabla}\cdot\boldsymbol{v} & \text{mass conservation} \\ \dfrac{D\boldsymbol{v}}{Dt} = -\dfrac{1}{\varrho}\boldsymbol{\nabla}P + \boldsymbol{g} & \text{momentum conservation} \\ E = \dfrac{1}{2}v^2 + E_{\mathrm{I}}\left(T, \varrho, X_i\right) & \text{energy definition} \\ \dfrac{DE}{Dt} = -\dfrac{1}{\varrho}\boldsymbol{\nabla}\cdot\left(P\boldsymbol{v}\right) + \boldsymbol{v}\cdot\boldsymbol{g} + \varepsilon_{\mathrm{n}} - \varepsilon_{\nu} & \text{energy conservation} \\ P = P\left(T, \varrho, X_i\right) & \text{equation of state} \\ \dfrac{DX_i}{Dt} = \dfrac{m_i}{\varrho}\left(\displaystyle\sum_j R_{j,i} - \sum_k R_{i,k}\right) & \text{nuclear burning, } i \in [1, I] \end{cases} \tag{3.32}$$

where I used the total derivative notation $\dfrac{D}{Dt} := \dfrac{\partial}{\partial t} + \boldsymbol{v}\cdot\boldsymbol{\nabla}$, which describes the temporal change of a quantity under the velocity field $\boldsymbol{v}$. As before, ε_{n} is the nuclear energy release rate, ε_{ν} the neutrino loss rate, m_i the species mass, and $R_{a,b}$ the rate of the reaction that transforms species $a \to b$.

Scelte possibili per un setup



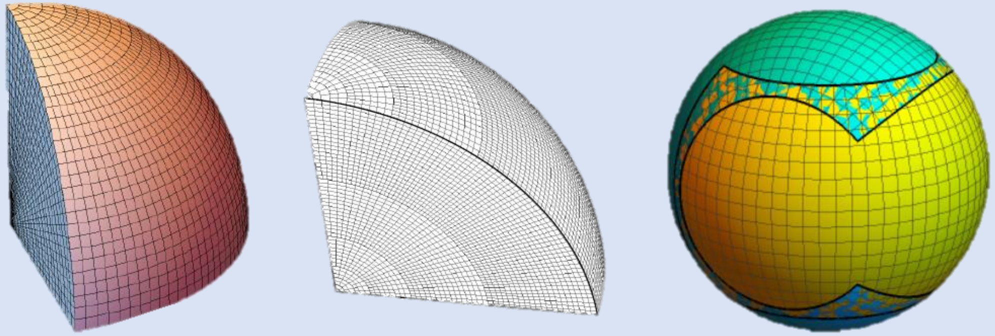
Herwig et al. (2014)

Per prima cosa, il problema fisico:

→ una stella di una certa massa, età, metallicità…

Quindi:

- Condizioni iniziali da un modello stellare 1D
- Geometria e risoluzione: piani paralleli, sferica…
  → attenzione alle singolarità
- Boundary conditions: periodic, reflective…
- Gravità: costante, monopolo, polinomiale…
- Energy generation e nuclear network

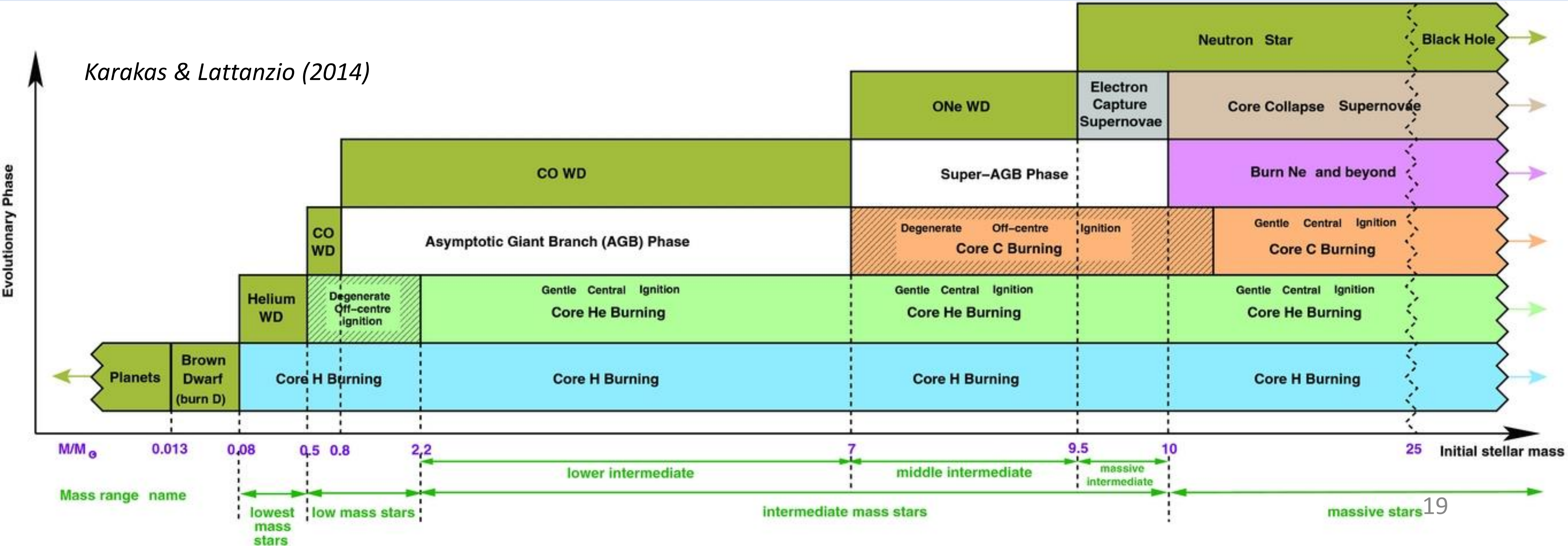


Muller (2020)

Le fasi di evoluzione stellare

La vita di una stella è una sequenza di bruciamenti, che dipende dalla sua massa iniziale

Karakas & Lattanzio (2014)



Le fasi di evoluzione stellare

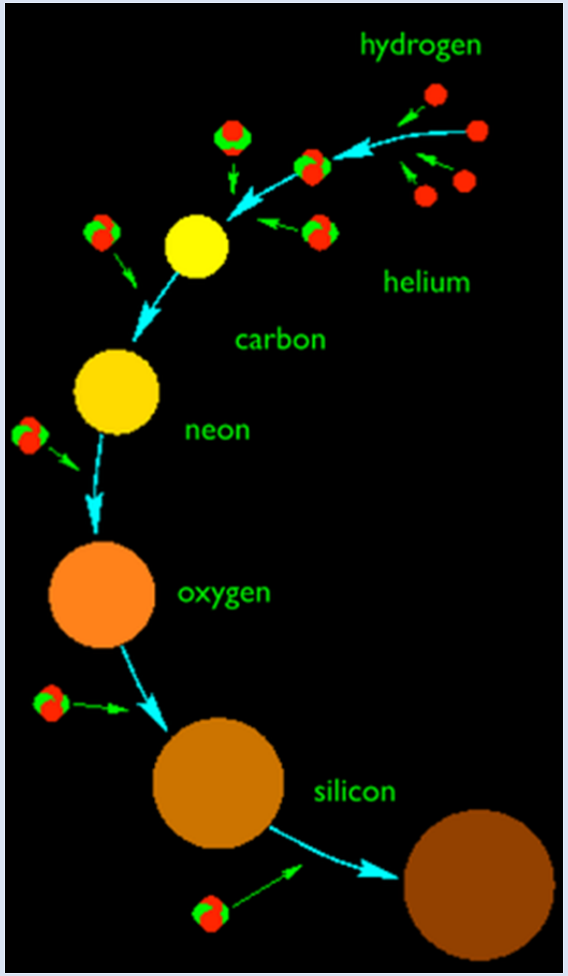


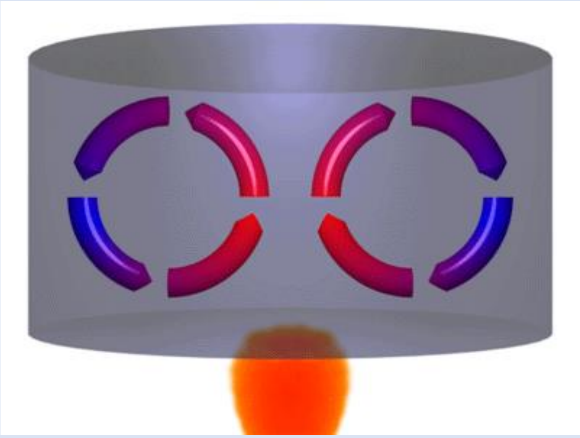
Table 1.1: The nuclear burning stages of a 25 $M_\odot$ star and relevant properties: nuclear burning time-scale, central temperature and density, main ashes. Adapted from Phillips (1994), who takes the data from Rolfs & Rodney (1988).

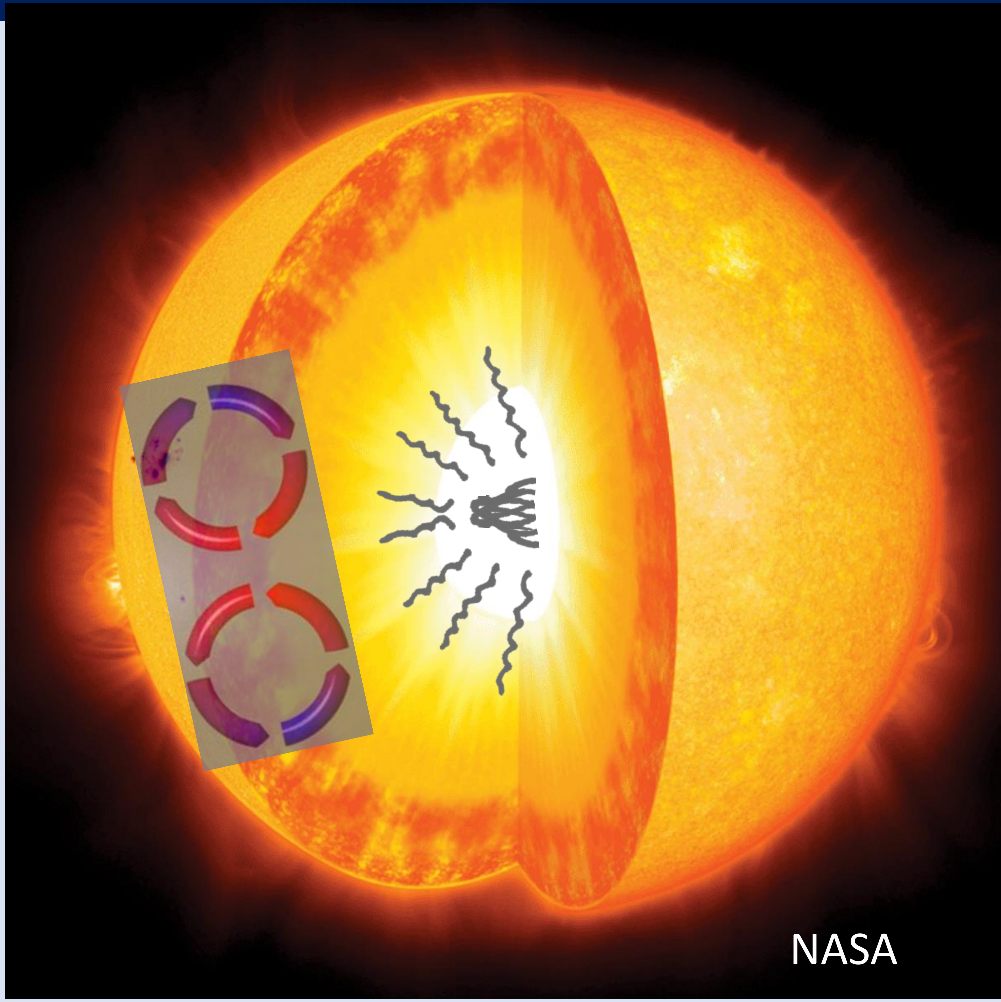
Stage	Time-scale	Temperature (K)	Density (kg m^{-3})	Products
Hydrogen burning	7 Myr	6.0×10^7	5×10^4	Helium
Helium burning	0.5 Myr	2.3×10^8	7×10^5	Carbon, oxygen, neon
Carbon burning	600 yr	9.3×10^8	2×10^8	Neon, sodium, magnesium
Neon burning	1 yr	1.7×10^9	4×10^9	Oxygen, magnesium, silicon
Oxygen burning	6 months	2.3×10^9	1×10^{10}	Magnesium to sulphur
Silicon burning	1 day	4.1×10^9	3×10^{10}	Iron-peak elements

Elwyn Elms

La sequenza principale: stelle piccole

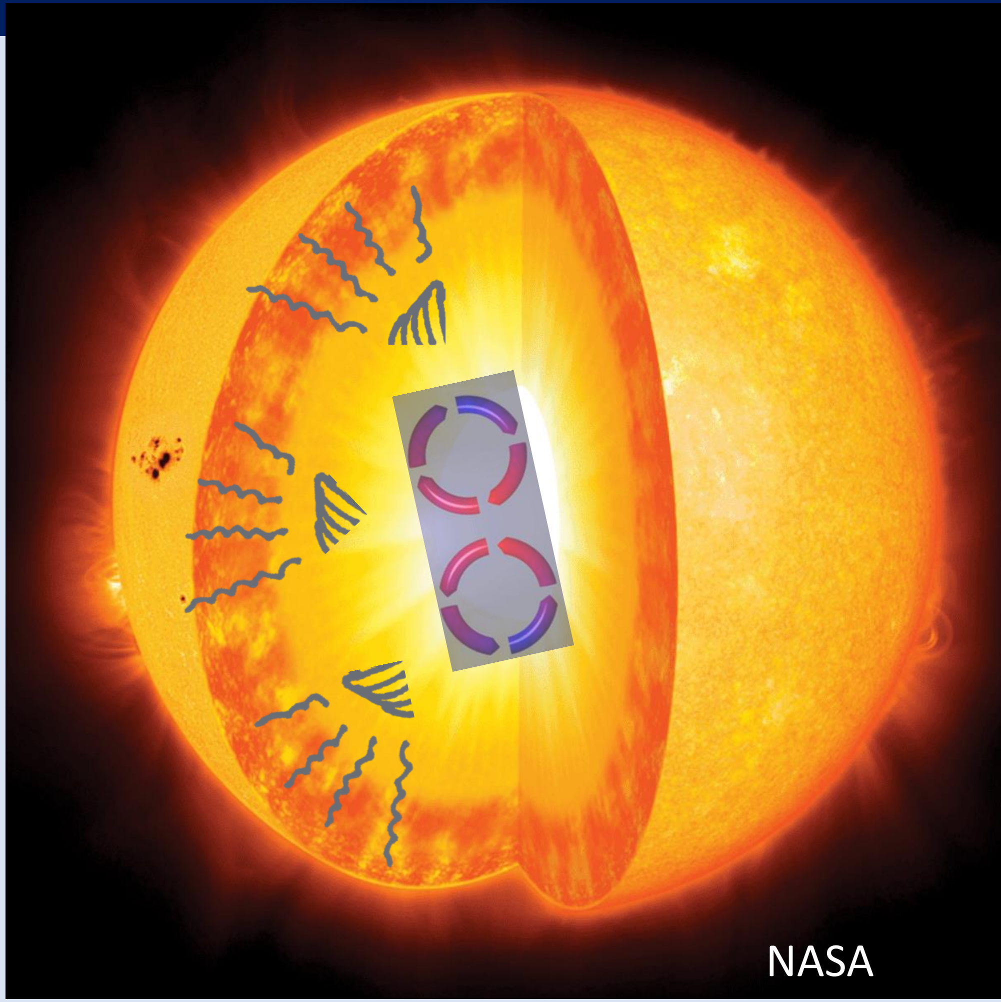
- Le stelle di tipo sole (< 1.3 $M_{\odot}$)
- Producono energia nel nucleo, ma in maniera poco energetica
- Nucleo radiativo (stabile): energia trasportata da **radiazione**
- Inviluppo convettivo: energia trasportata da **convezione**





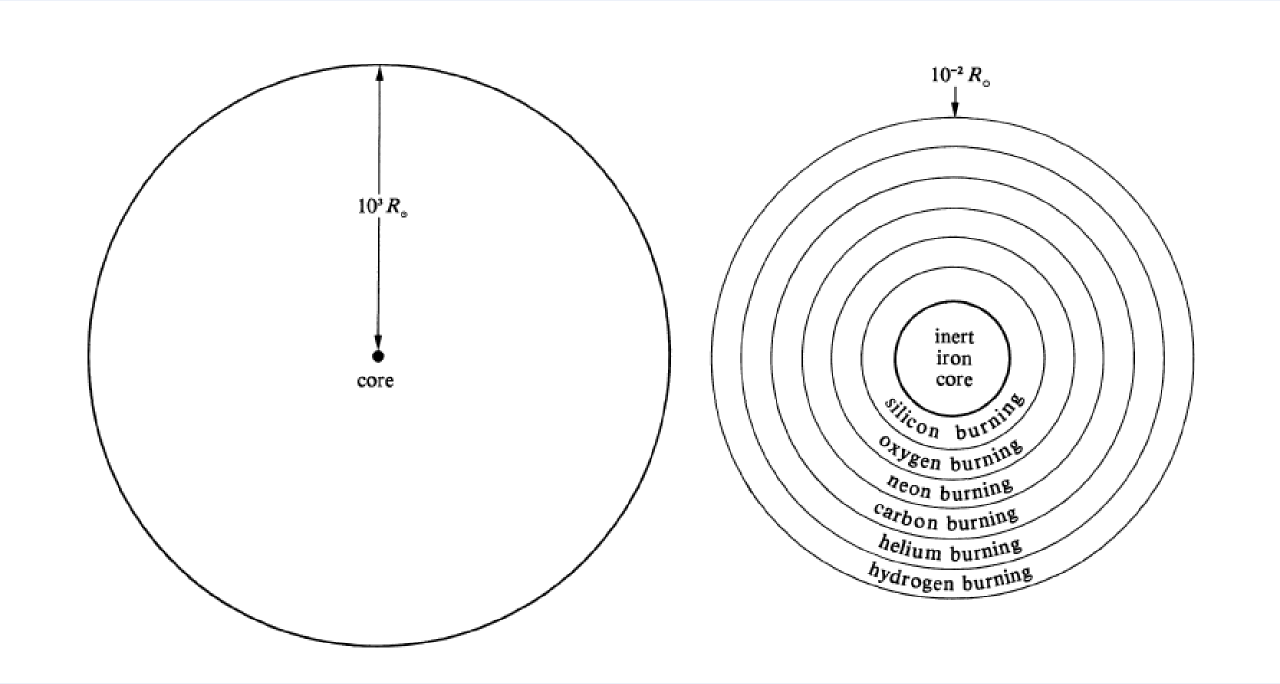
La sequenza principale: stelle massicce

- Le stelle più grandi del sole (>1.3 $M_\odot$)
- Producono energia nel nucleo, in maniera molto energetica
- Nucleo convettivo: energia trasportata da **convezione**
- Inviluppo radiativo (stabile): energia trasportata da **radiazione**


NASA

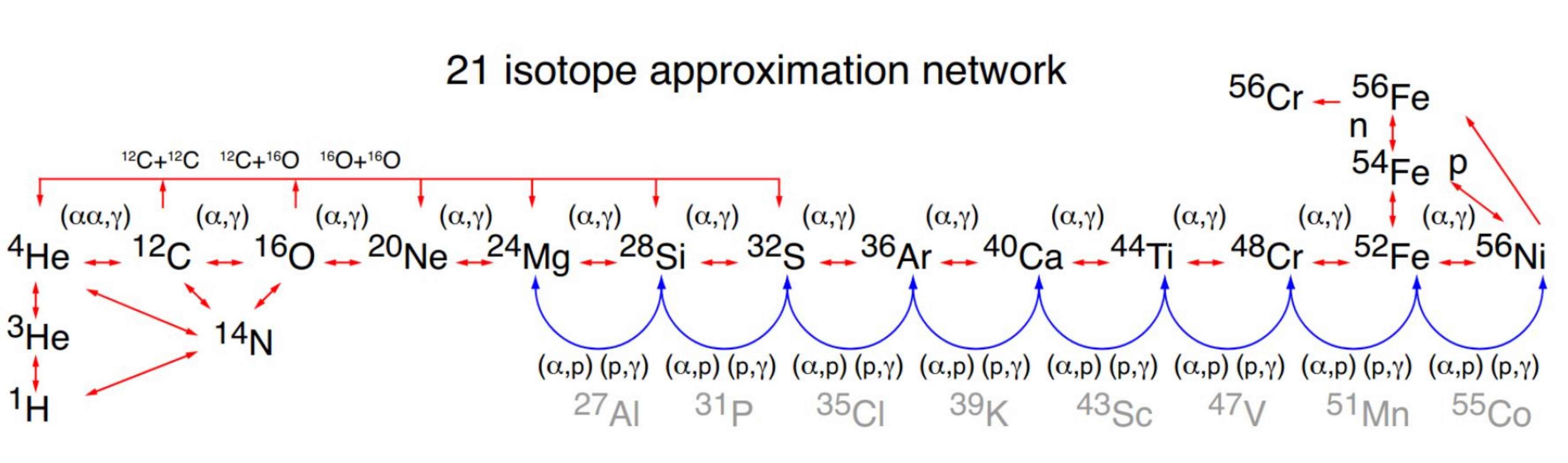
La `Onion-ring structure’

- Proprio come i bruciamenti nel nucleo, gli stessi bruciamenti anche nei gusci di stelle massicce
- H → He → C → Ne → O → Ne → Si
- Struttura a gusci concentrici
- Più facili da simulare in 3D: più piccoli e di breve durata
- Solo nelle stelle massicce, solo alla fine dell’evoluzione



Bruciamenti nucleari nei modelli 1D

- Modelli 1D usano semplici network (21-isotope network)
- Coprono tutte le fasi (hydrogen- to silicon-), ma con approssimazioni
- Network più grandi (100s isotopi), ma no one is perfect

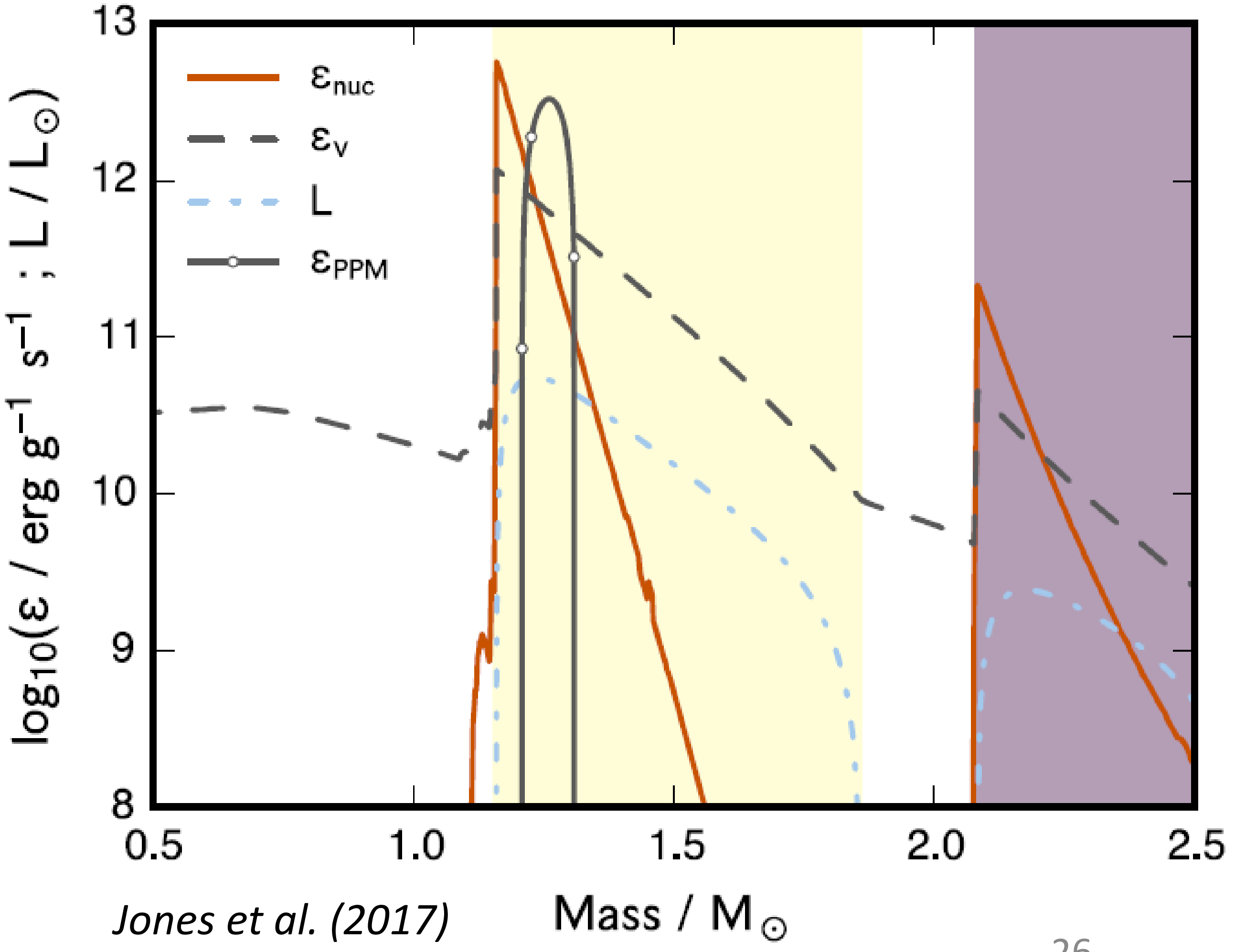


Timmes, cococubed.com

Bruciamenti nucleari nei modelli 3D

- Bisogna considerare il costo computazionale
- Time-independent: fixed heating profile da 1D model
- Time-dependent: set esplicito di isotopi e reazioni nucleari

→ più accurato, ma molto più costoso!



Jones et al. (2017)

Un semplice network per i modelli 3D

- 12-isotopes nuclear burning network:

  → n, p, ^{4}He, ^{12}C, ^{16}O, ^{20}Ne, ^{23}Na, ^{24}Mg, ^{28}Si, ^{31}P, ^{32}S, ^{56}Ni

- Energy generation for different environments:

  →He-burning: $^{4}\mathrm{He}(2\alpha,\gamma)^{12}\mathrm{C}(\alpha,\gamma)^{16}\mathrm{O}(\alpha,\gamma)^{20}\mathrm{Ne}$;

  →C-burning: $^{12}\mathrm{C}(^{12}\mathrm{C},\alpha)^{20}\mathrm{Ne}$; $^{12}\mathrm{C}(^{12}\mathrm{C},p)^{23}\mathrm{Na}$; $^{23}\mathrm{Na}(p,\alpha)^{20}\mathrm{Ne}$; $^{23}\mathrm{Na}(p,\gamma)^{24}\mathrm{Mg}$;

  →Ne-burning: $^{20}\mathrm{Ne}(\gamma,\alpha)^{16}\mathrm{O}$; $^{20}\mathrm{Ne}(\alpha,\gamma)^{24}\mathrm{Mg}$; $^{24}\mathrm{Mg}(\alpha,\gamma)^{28}\mathrm{Si}$

  →O-burning: $^{16}\mathrm{O}(^{16}\mathrm{O},\alpha)^{28}\mathrm{Si}$; $^{16}\mathrm{O}(^{16}\mathrm{O},p)^{31}\mathrm{P}$; $^{31}\mathrm{P}(p,\alpha)^{28}\mathrm{Si}(\alpha,\gamma)^{32}\mathrm{S}$

- Si impiegano database di reazioni nucleari (JINA-REACLIB)

JINA–CEE

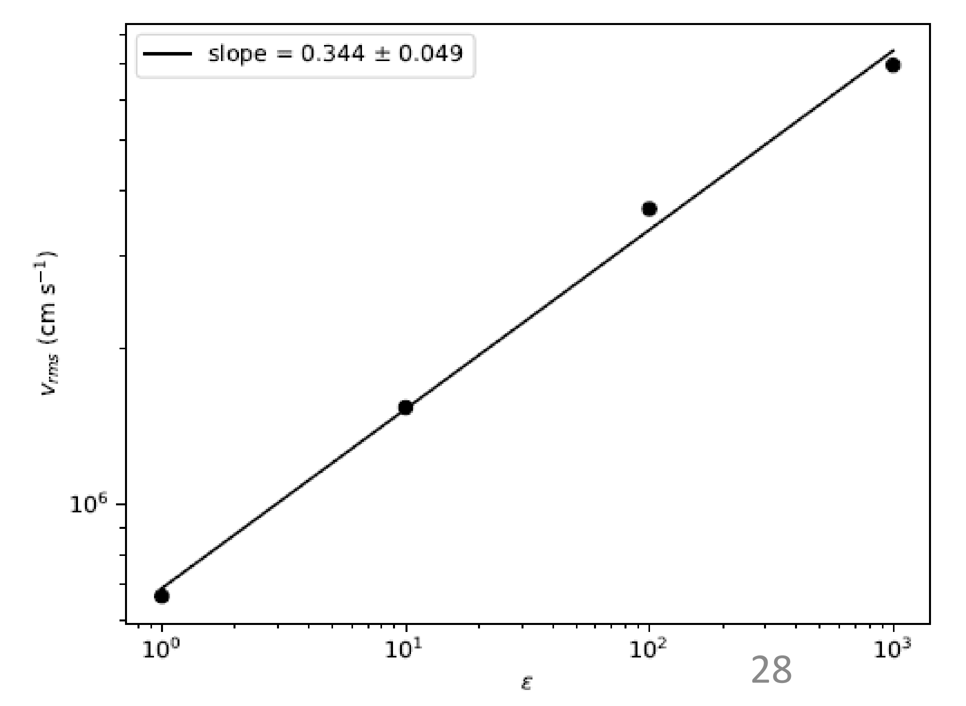
`Boosting’ per i rate nucleari

- Per accelerare le simulazioni, si moltiplicano i tassi di reazione nucleare per un boosting factor
- Larger energy release → larger convective velocities → smaller timescale
- Ma come reagisce il fluido?
- Tutti i processi fisici scalano allo stesso modo?

→ Possiamo estrapolare i risultati?

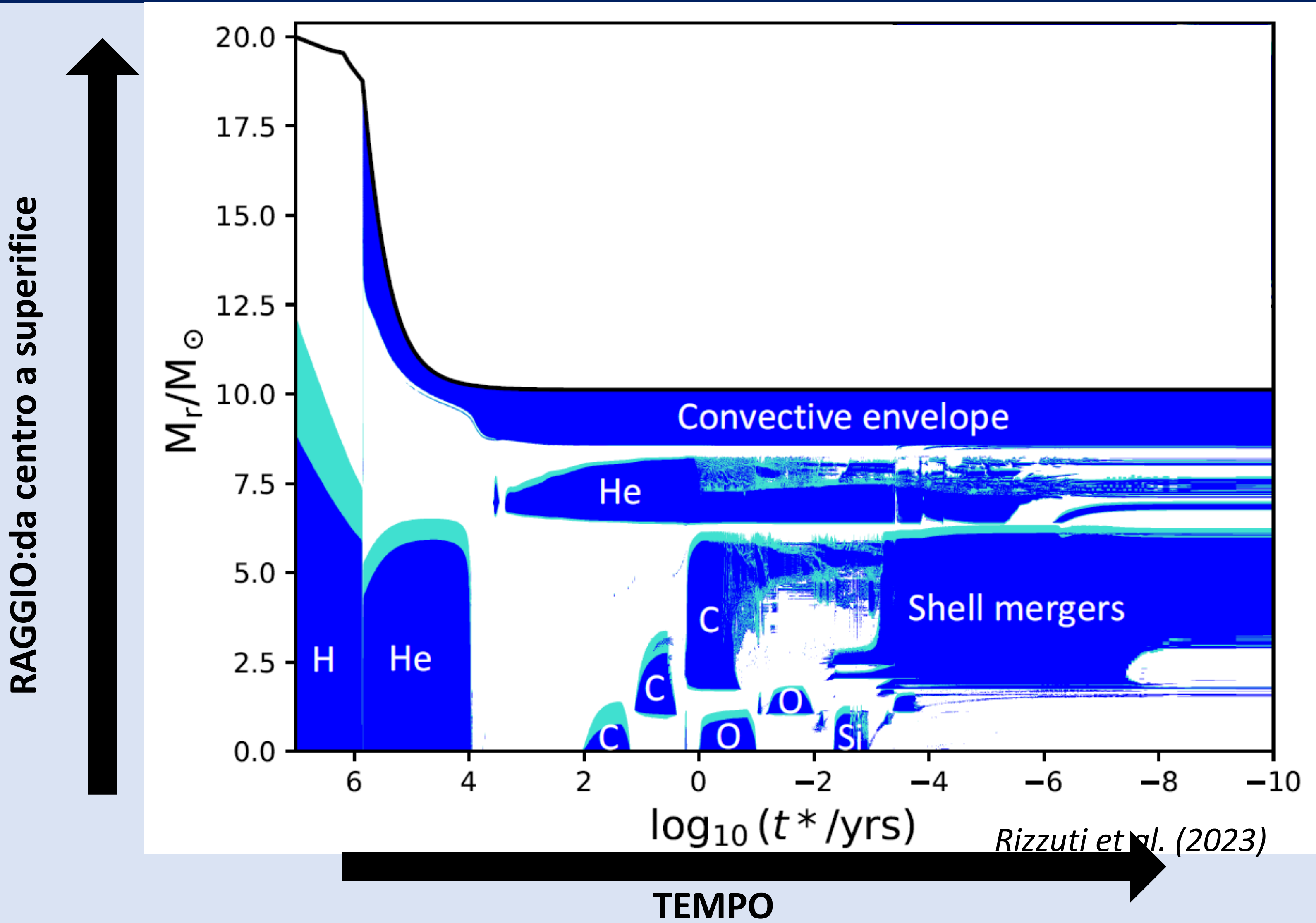
Abbiamo bisogno di confrontare con

simulazioni senza boosting



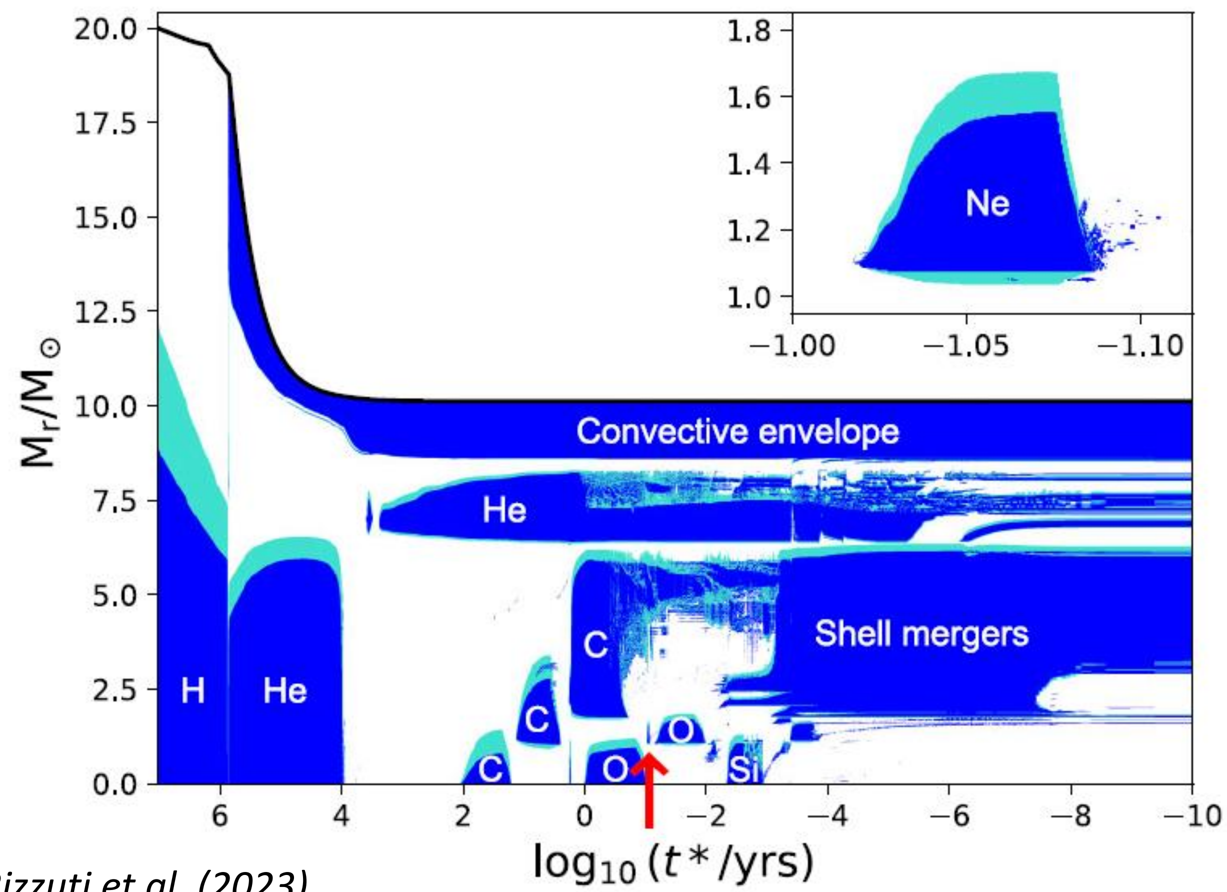
Fine prima parte

I modelli stellari 1D



Rizzuti et al. (2023)

Simulazioni 3D di una neon-burning shell



Rizzuti et al. (2023)

Ne-burning shell, 20 $M_\odot$, $Z_\odot$:

- "scatola" sferica 3D di $r = 3.6 - 8.5 \times 10^8$ cm; angolo $\sim 26°$
- convezione alimentata da 12-isotopes network per Ne-burning
- più simulazioni con diversa risoluzione e "boosting factors"

Convezione e moti del fluido

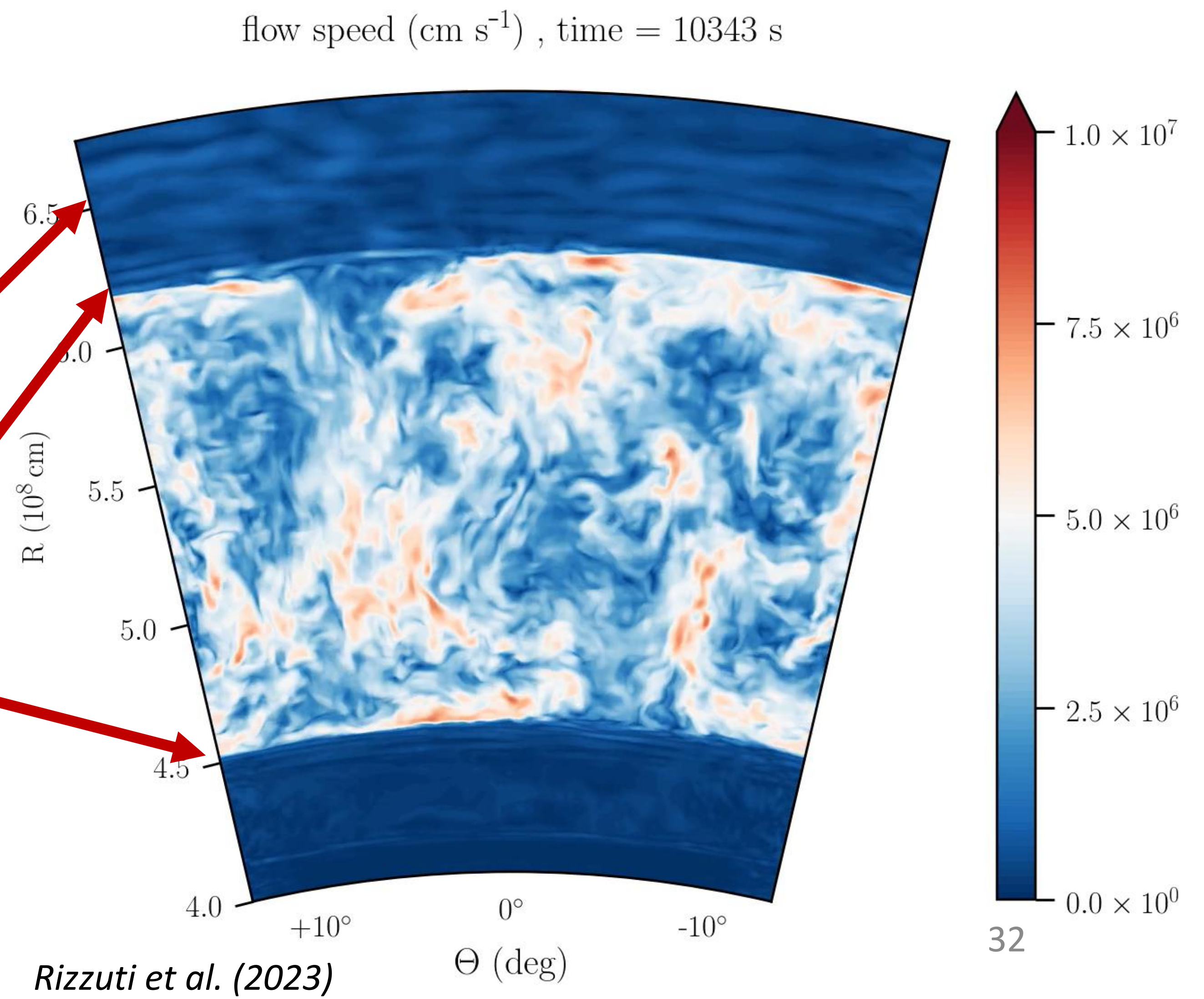
Sezione verticale: velocity magnitude in colour scale.

Possiamo vedere:

Internal gravity waves

Convective boundary mixing

→ Entrainment: all'interfaccia, lo shear mixing erode materiale dalle zone stabili



Rizzuti et al. (2023)

Caratteristiche delle simulazioni

Table 5.1: Properties of the 3D hydrodynamic simulations presented in this chapter: model name; resolution $N_{r\theta\varphi}$; boosting factor of the driving luminosity ε; starting t_{start} and ending t_{end} time of the simulation; convective turnover time τ_{c}; number of convective turnovers simulated in the quasi-steady state n_{c}; root-mean-square convective velocity v_{rms}; sonic Mach number Ma; cost required to run the simulation in CPU core-hours.

name	$N_{r\theta\varphi}$	ε	t_{start} (10^3 s)	t_{end} (10^3 s)	τ_{c} (s)	n_{c}	v_{rms} (10^6 cm/s)	Ma (10^{-2})	cost (10^6 hr)
r256e1	256×128^2	1	0	60	155	96	3.29	0.83	2.08
r256e5	256×128^2	5	0	29	59	25	6.55	1.76	0.89
r256e10	256×128^2	10	0	19	50	16	8.06	2.15	0.60
r256e50	256×128^2	50	0	30	30	5	13.1	3.48	0.96
r512e1	512×256^2	1	16	19	136	22	3.83	0.99	1.66
r512e5	512×256^2	5	0	2	59	25	6.65	1.80	0.80
r512e10	512×256^2	10	0	1	49	16	8.28	2.23	0.50
r512e50	512×256^2	50	0	0.49	30	5	13.4	3.61	0.20
r1024e1	1024×512^2	1	10	10.4	127	3	3.26	0.84	2.88
r2048e1	2048×1024^2	1	10.01	10.03	113	0	3.85	0.99	2.02

Caratteristiche delle simulazioni

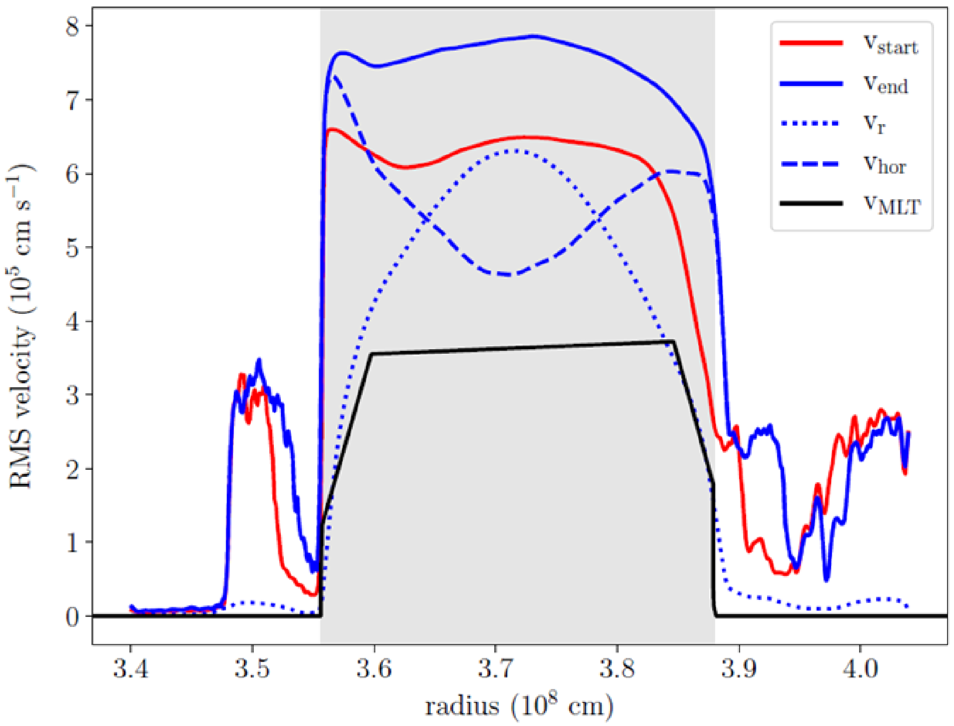


Figure 4.4: Radial profiles of different velocity components: in black, the mixing-length-theory velocity of the 1D model; in red, the root-mean-square velocity at the beginning of `Ex1_512`; in blue solid, the root-mean-square velocity at the end of `Ex1_512`; in blue dotted and dashed, the radial and horizontal components of v_{end} respectively. The shaded area is the convective zone according to the 1D stellar model.

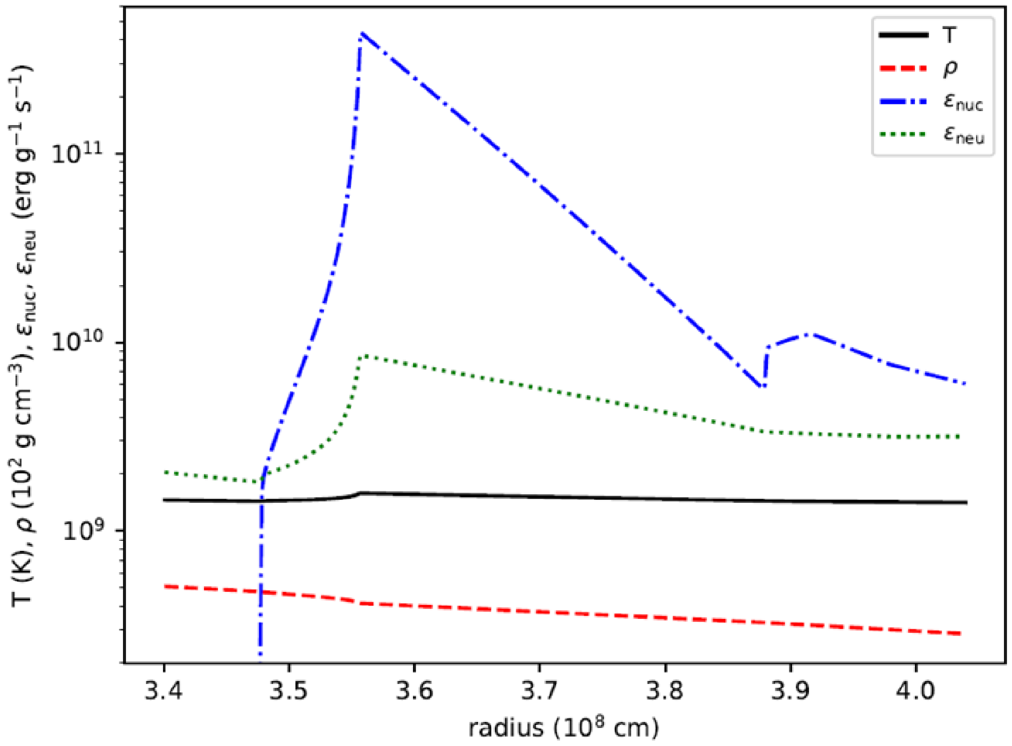
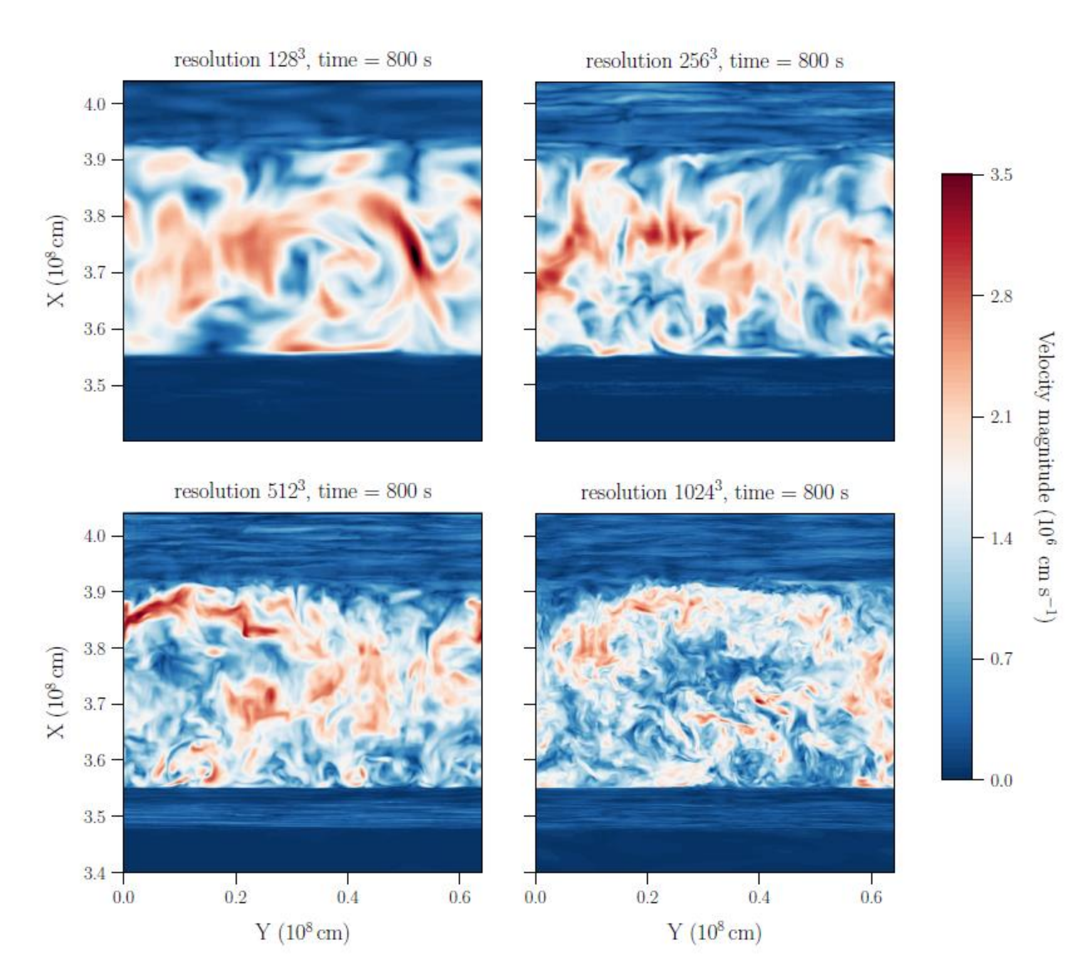
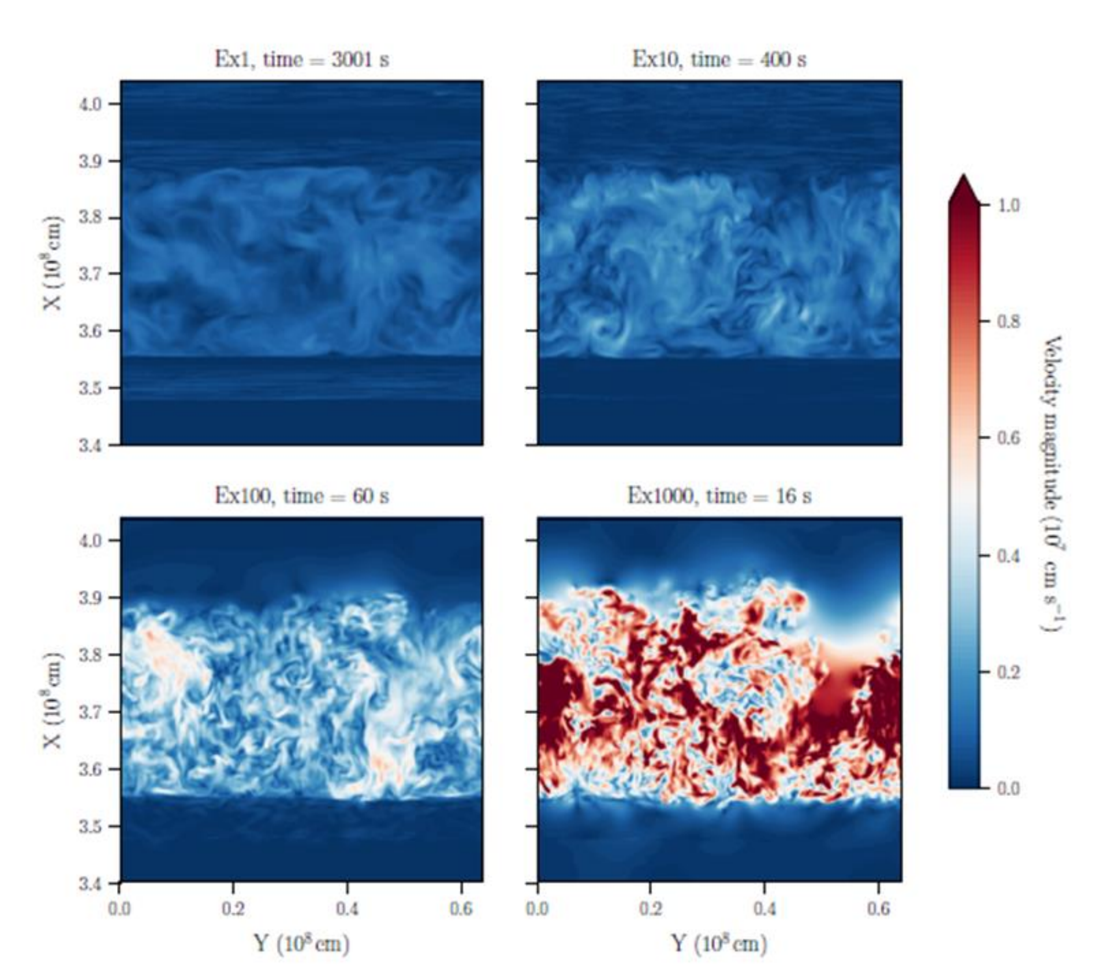


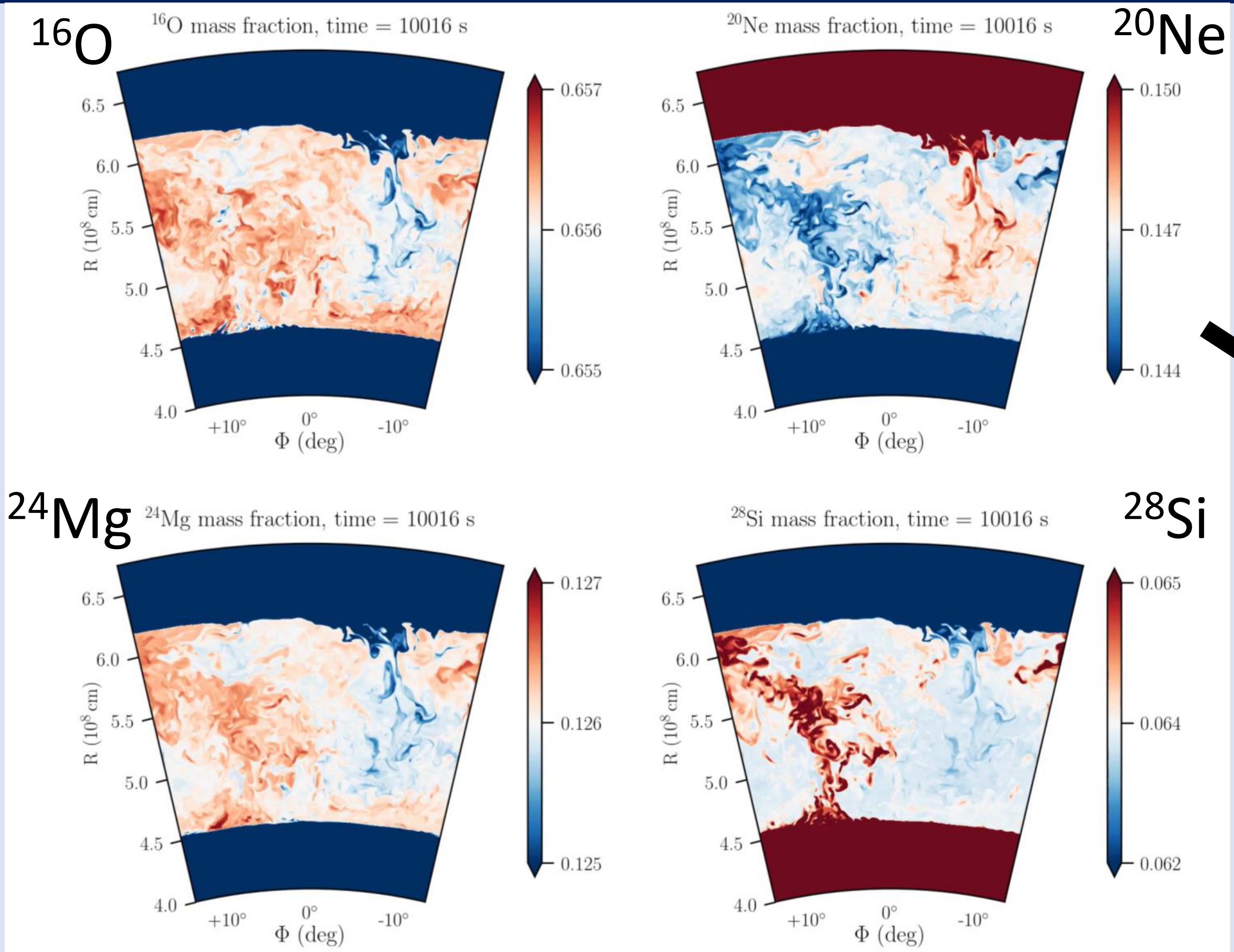
Figure 4.3: Initial profiles from the 1D **GENEC** input model: temperature (T, solid black line), density (ϱ, red dashed line), nuclear energy generation rate (ε_{nuc}, blue dot-dashed line), and neutrino energy loss rate (ε_{neu}, green dotted line). Figure taken from Rizzuti et al. (2022).

Cambiare risoluzione e boosting





Evoluzione delle abbondanze



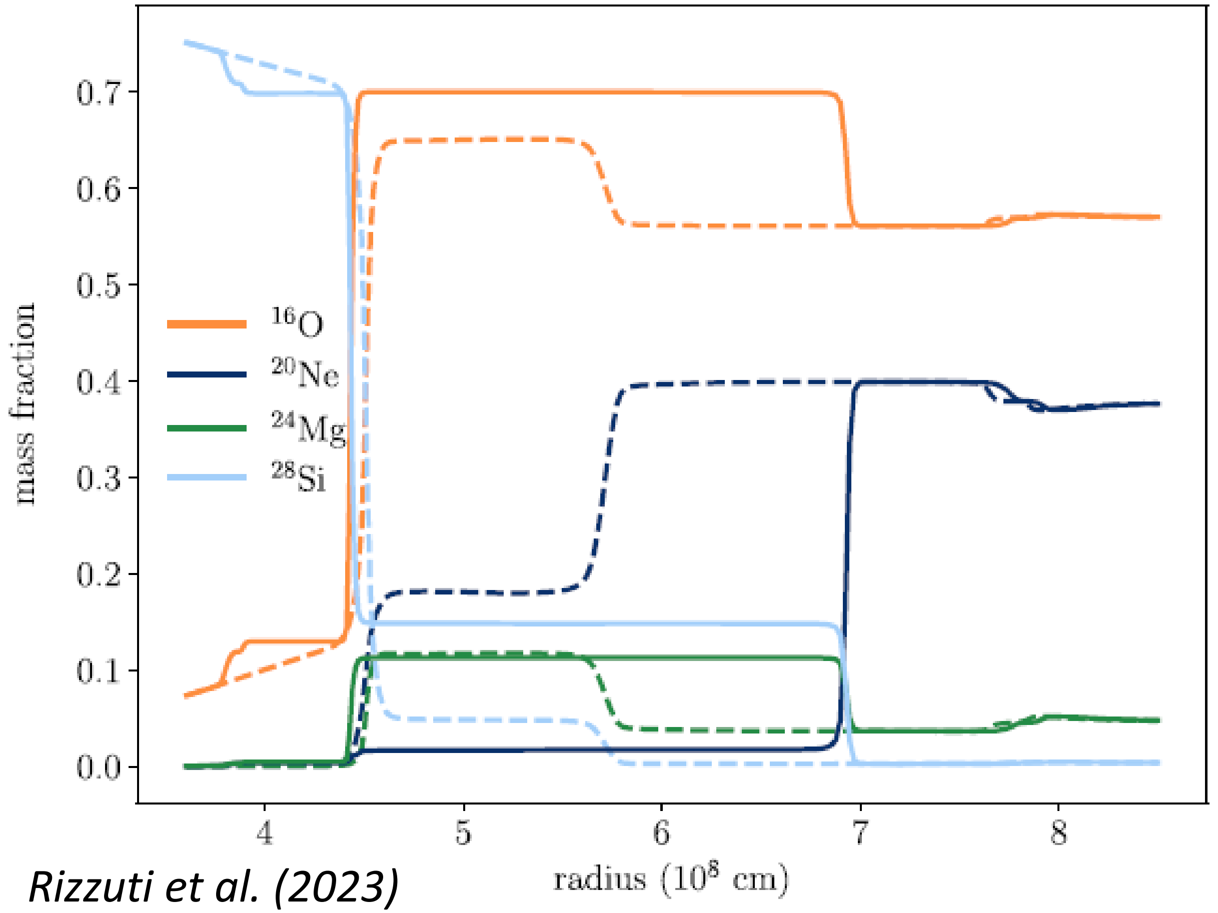
Riflettono il bruciamento del neon:

$^{20}Ne(\gamma,\alpha)^{16}O$

$^{20}Ne(\alpha,\gamma)^{24}Mg$

$^{24}Mg(\alpha,\gamma)^{28}Si$

I profili di abbondanza

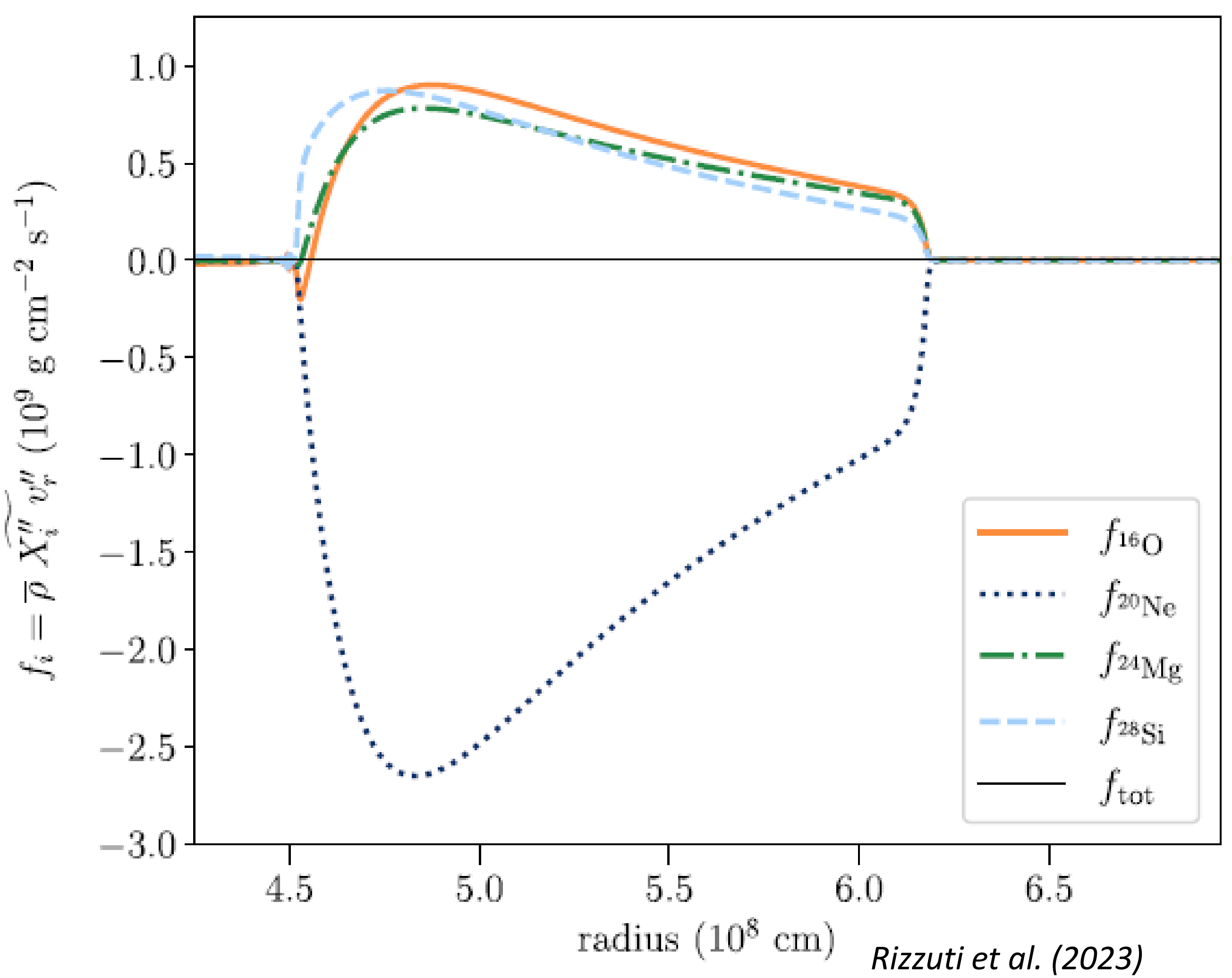


Rizzuti et al. (2023)

- Horizontally-averaged abundance profiles
- In questo modo studiamo la distribuzione e l'evoluzione delle abbondanze: dall'inizio (dashed) alla fine (solid)
- Un plateau: well-mixed convective zone

→ un modo utile per definire i bordi convettivi

Il trasporto delle specie tra strati



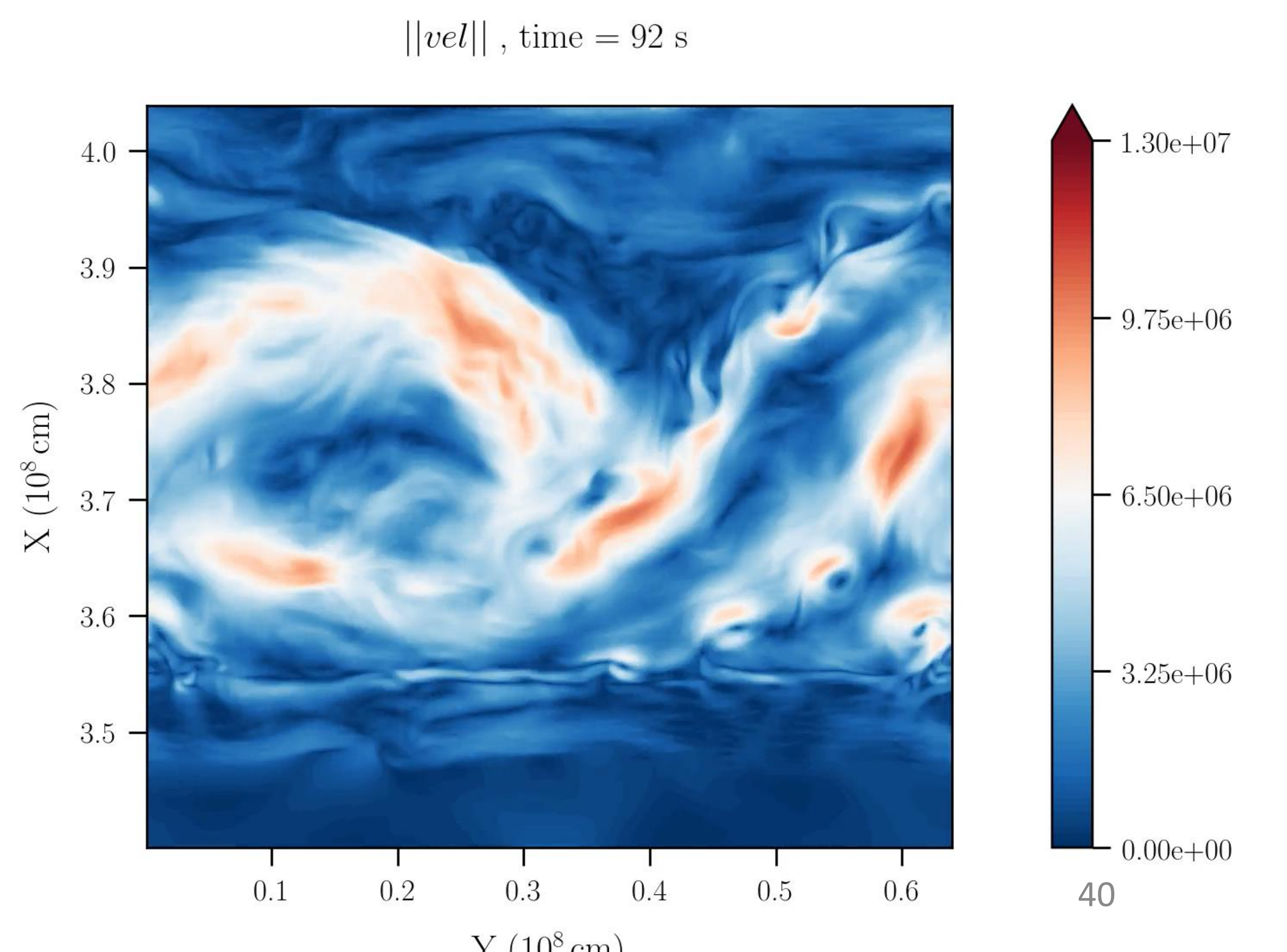
Rizzuti et al. (2023)

- Studiamo i profili radiali di flusso per ogni specie
- Neon è consumato: flusso negativo (downward)
- O, Mg, Si prodotti: flussi positivi
- Il trasporto nella zona convettiva da moti turbolenti

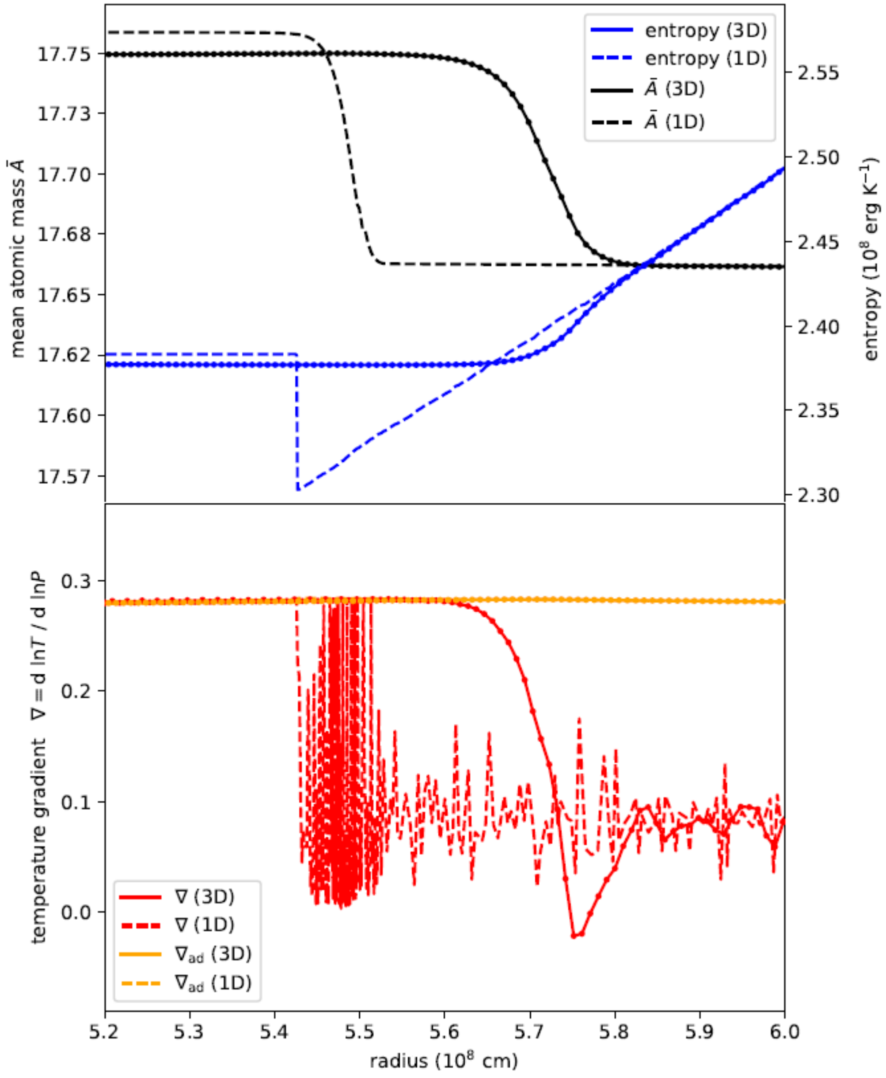
2D versus 3D

Perché non simulare la stessa cosa in 2D?

- Costo nettamente inferiore
- Ma possibili effetti sulla fisica: velocità più alte, influenza della ‘scatola’
- Viene comunque fatto: i benefici possono superare gli svantaggi



Confronto 3D e 1D



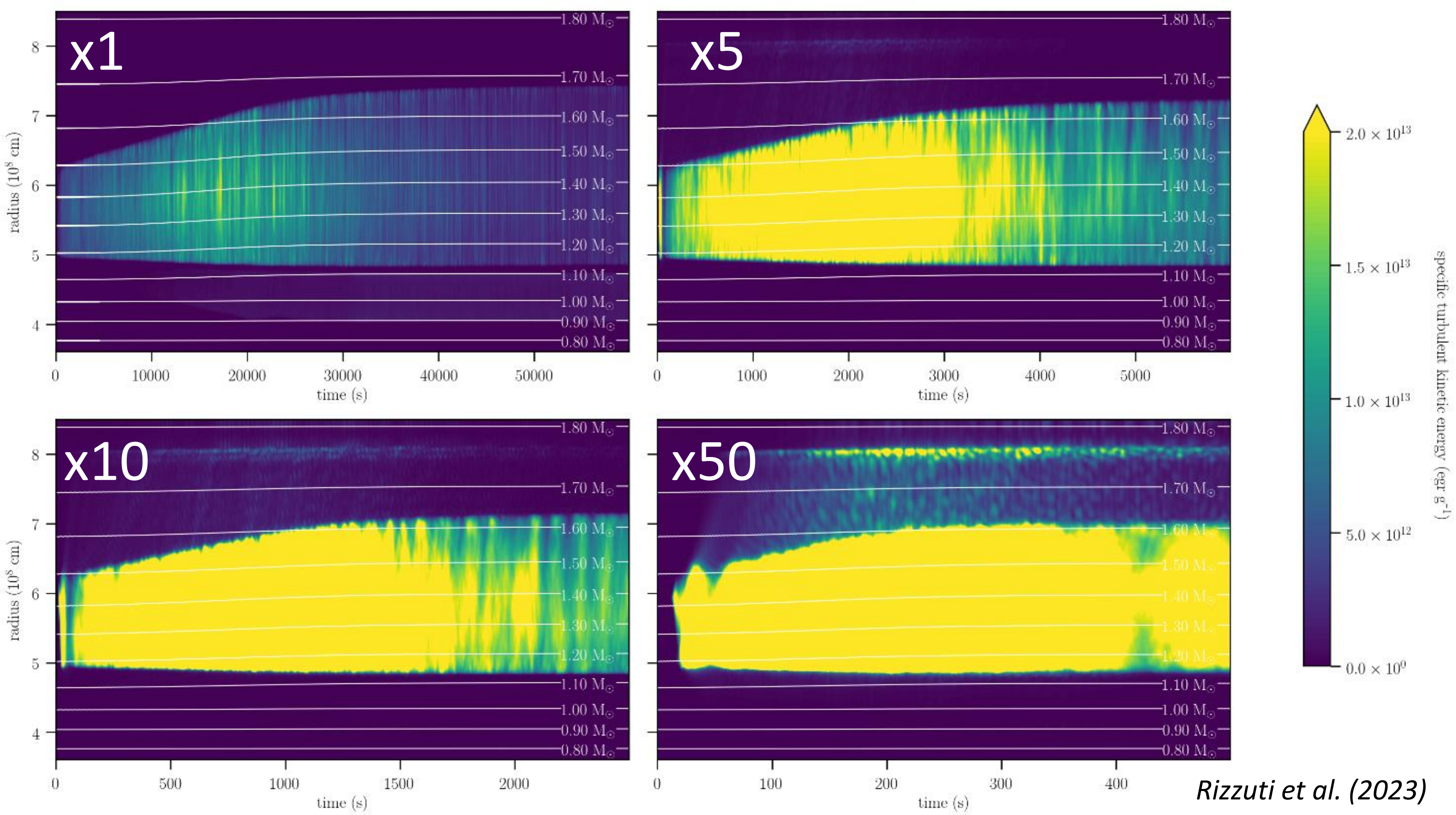
Profili:

- i profili di abbondanze sono simili
- i profili di entropia no: il 3D è più corretto

I gradienti di temperatura:

- adiabatico nella zona convettiva
- non adiabatico fuori
- il 3D più smooth

Evoluzione della shell ed entrainment



Rizzuti et al. (2023)

- La zona convettiva cresce nel tempo, per via dell'entrainment, fino all'esaurimento del neon
- L'evoluzione è simile, ma il tempo scala dipende dal boosting factor

Calcoliamo la legge dell'entrainment

Table 5.2: List of measurements from the simulations in this chapter used for the entrainment analysis: model name; root-mean-square convective velocity v_{rms}; upper entrainment rate $v_{\mathrm{e}}^{\mathrm{up}}/v_{\mathrm{rms}}$; lower entrainment rate $v_{\mathrm{e}}^{\mathrm{low}}/v_{\mathrm{rms}}$; upper bulk Richardson number $\mathrm{Ri}_{\mathrm{B}}^{\mathrm{up}}$; lower bulk Richardson number $\mathrm{Ri}_{\mathrm{B}}^{\mathrm{low}}$.

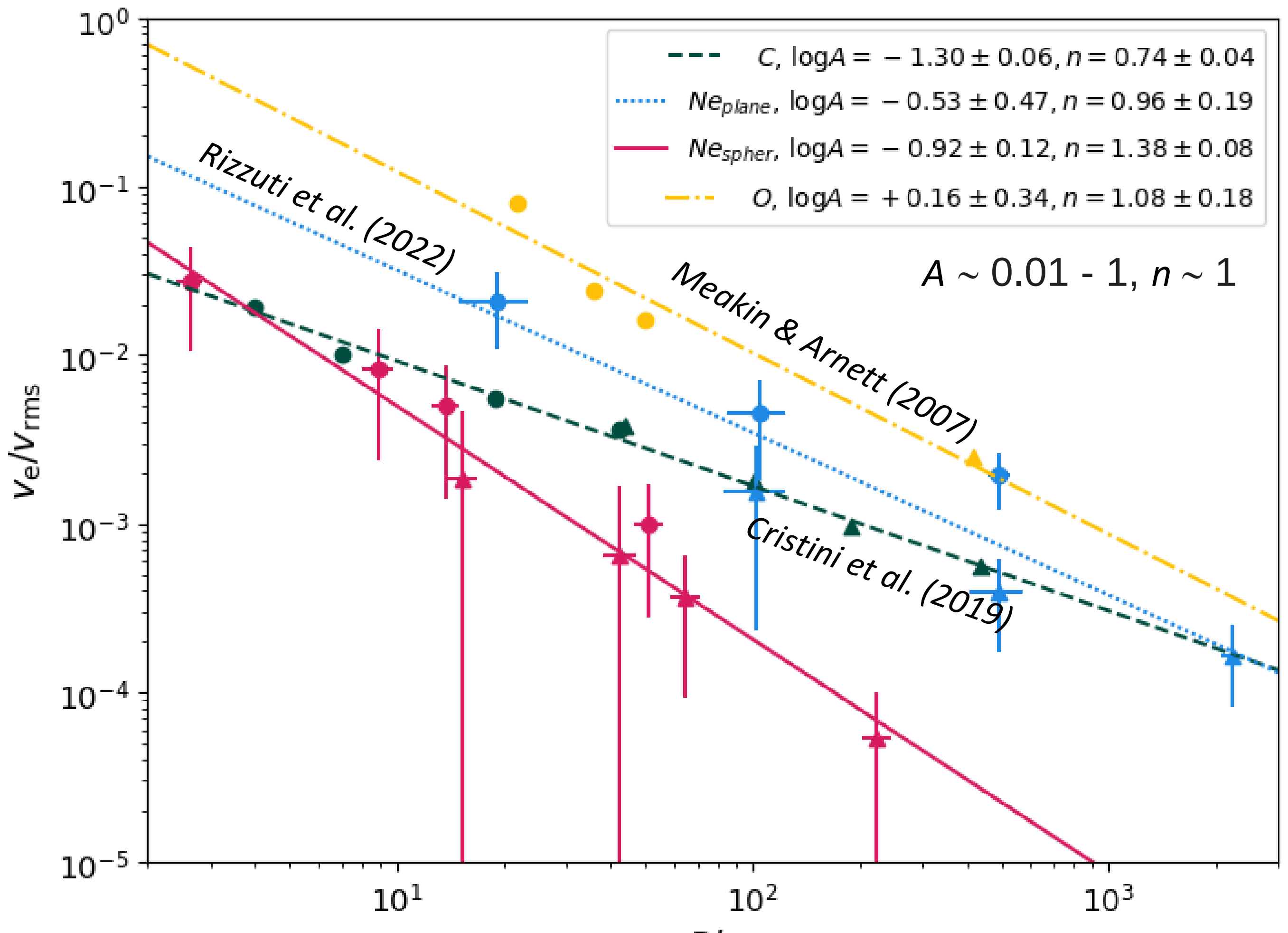
name	v_{rms} (cm s^{-1})	$v_{\mathrm{e}}^{\mathrm{up}}/v_{\mathrm{rms}}$	$v_{\mathrm{e}}^{\mathrm{low}}/v_{\mathrm{rms}}$	$\mathrm{Ri}_{\mathrm{B}}^{\mathrm{up}}$	$\mathrm{Ri}_{\mathrm{B}}^{\mathrm{low}}$
r512e1	3.83×10^{6}	1.01×10^{-3}	5.38×10^{-5}	51.3	224
r512e5	6.65×10^{6}	5.03×10^{-3}	3.69×10^{-4}	13.8	64.7
r512e10	8.28×10^{6}	8.25×10^{-3}	6.54×10^{-4}	8.91	42.5
r512e50	1.34×10^{7}	2.72×10^{-2}	1.84×10^{-3}	2.63	15.3

$$E = \frac{v_{\mathrm{e}}}{v_{\mathrm{rms}}} = A \cdot {Ri_B}^{-n}$$

(Meakin & Arnett 2007)

- Parametrizziamo il tasso di entrainment con il "bulk Richardson number", che rappresenta la "rigidità" del bordo

Calcoliamo la legge dell'entrainment



Rizzuti et al. (2023)

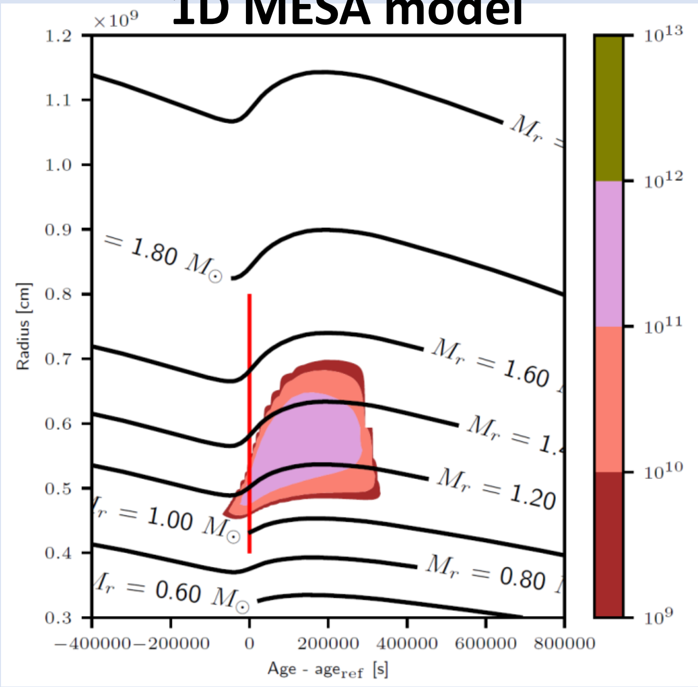
$$E = \frac{v_e}{v_{rms}} = A \cdot {Ri_B}^{-n}$$

(Meakin & Arnett 2007)

- Confrontiamo simulazioni idrodinamiche di fasi different: C-shell, Ne-shell, O-shell

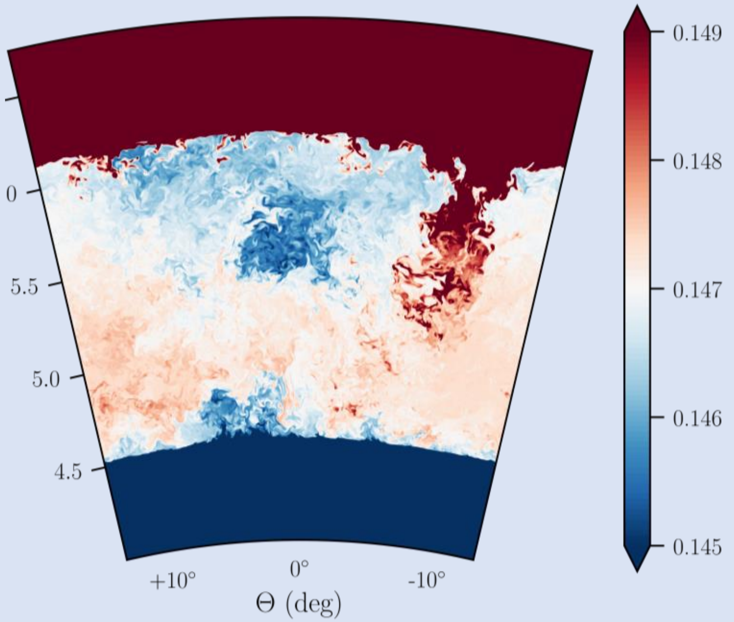
Collegare l’1D al 3D

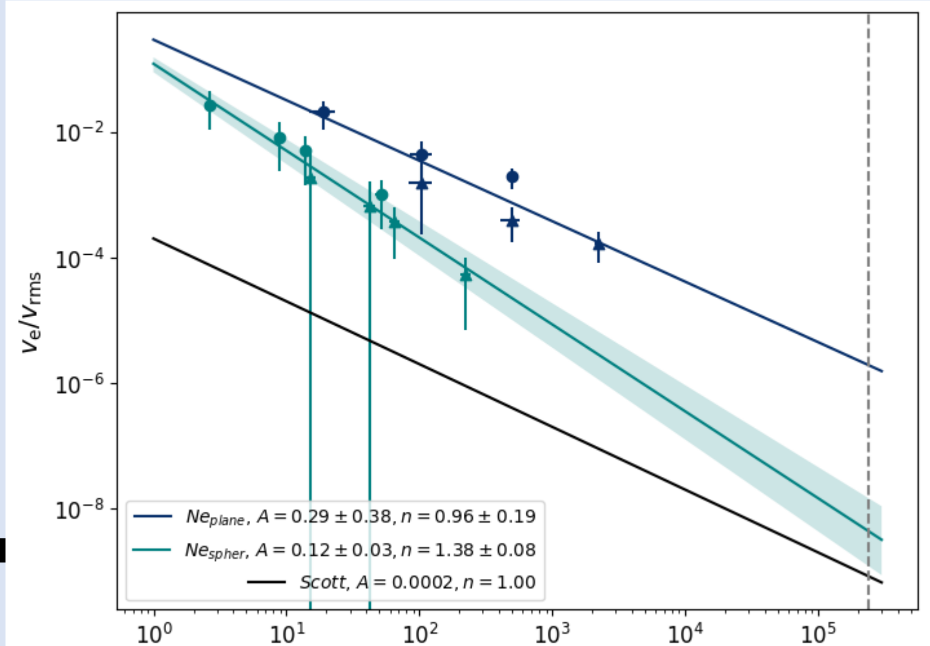
1D MESA model



Initial conditions

3D hydro model



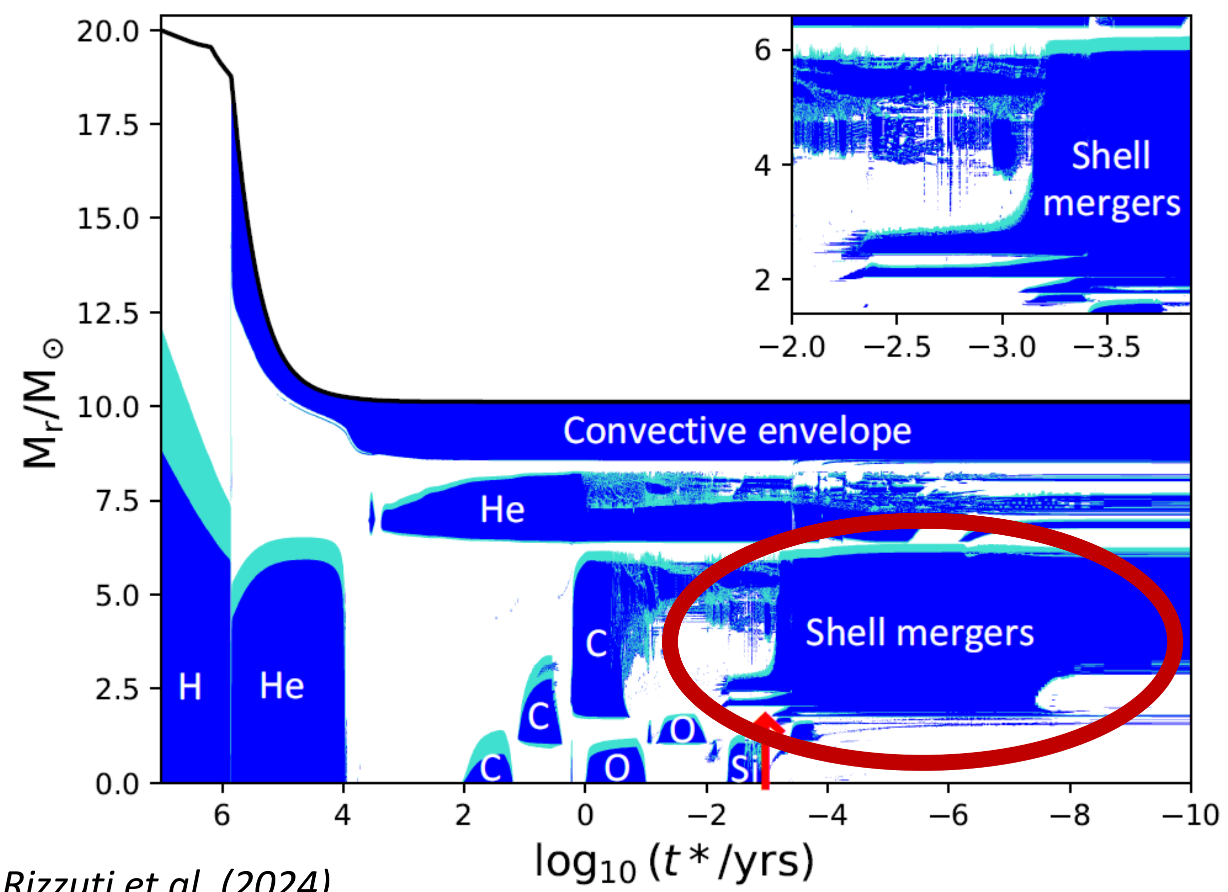


Rizzuti et al. (2023)

prescription

calibration

Simulazioni 3D di uno shell-merging event



Rizzuti et al. (2024)

Shell merging: andare oltre in modello onion-ring

Cosa succede?

- O, Ne e C-shell possono trovarsi così vicini da fondersi in un'unica shell

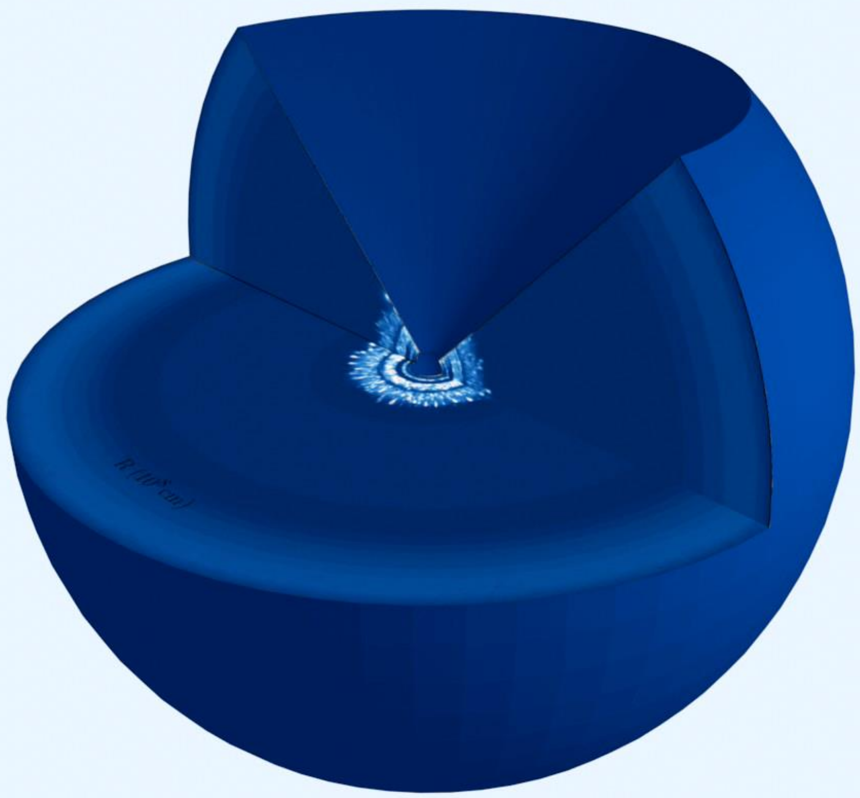
Nucleosintesi peculiare:

- C-O merging shell come fonte di ^{31}P, ^{35}Cl, ^{39}K, ^{45}Sc
- nucleosintesi esplosiva attraversa gli strati merged: γ-process

Un nuovo setup con geometria 4π

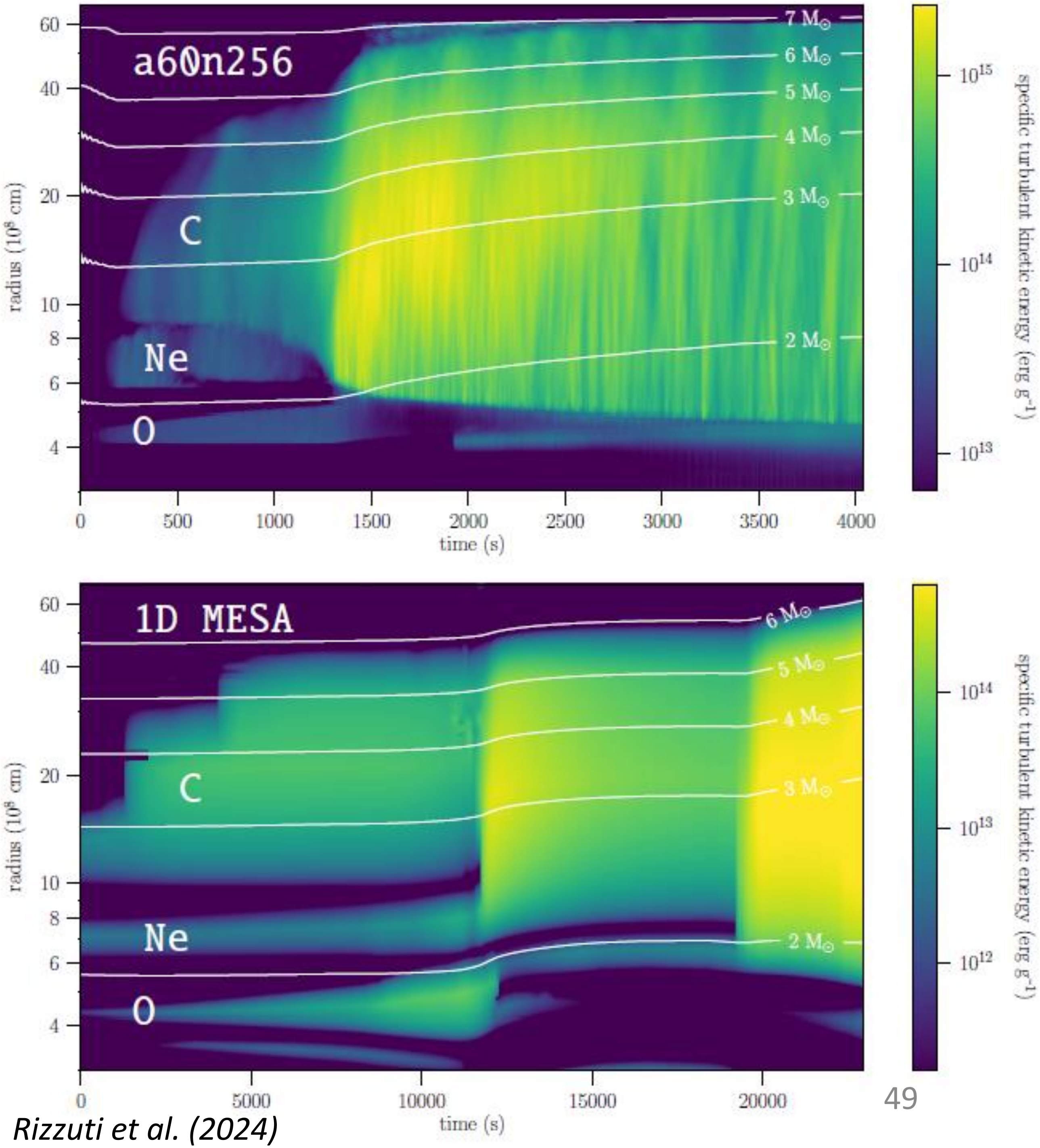
- 20 $M_{\odot}$, $Z_{\odot}$
- Geometria quasi-4π: 360° x 90°
- Merging di C-, Ne- e O-burning shells
- Bruciamento nucleare con 12-isotope network
- no boosting
- Formazione di una grande zona convettiva
- Forti dinamiche

Rizzuti et al. (2024)



Evoluzione cinetica

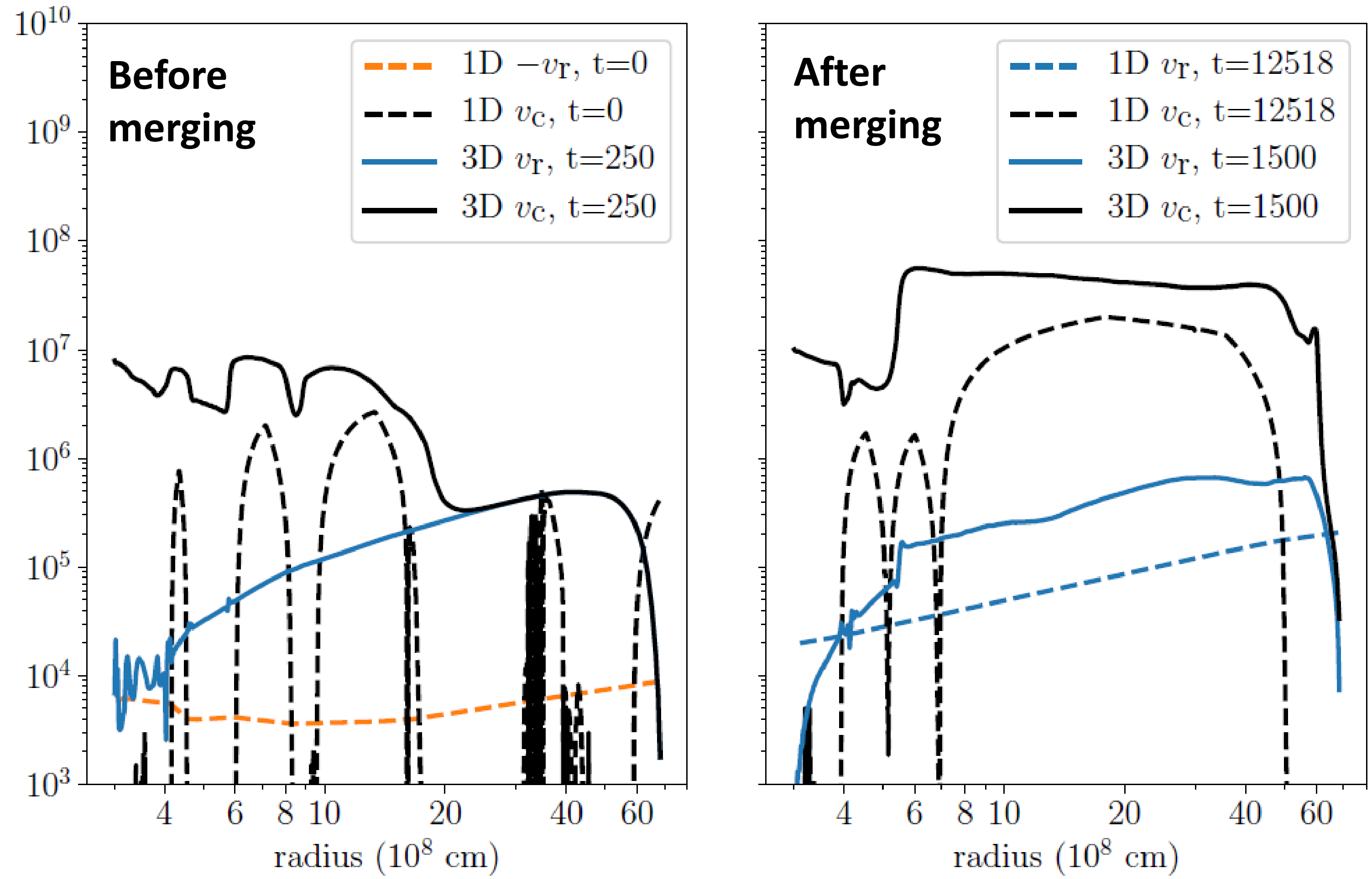
- 3 shell singole prima del merging
- Merging di C- e Ne-burning shells a 1200 s
- Improvviso aumento di energia cinetica
- Confronto con l'1D: no merging con oxygen shell; timescale più veloce



Rizzuti et al. (2024)

Profili di velocità: la differenza dal 1D

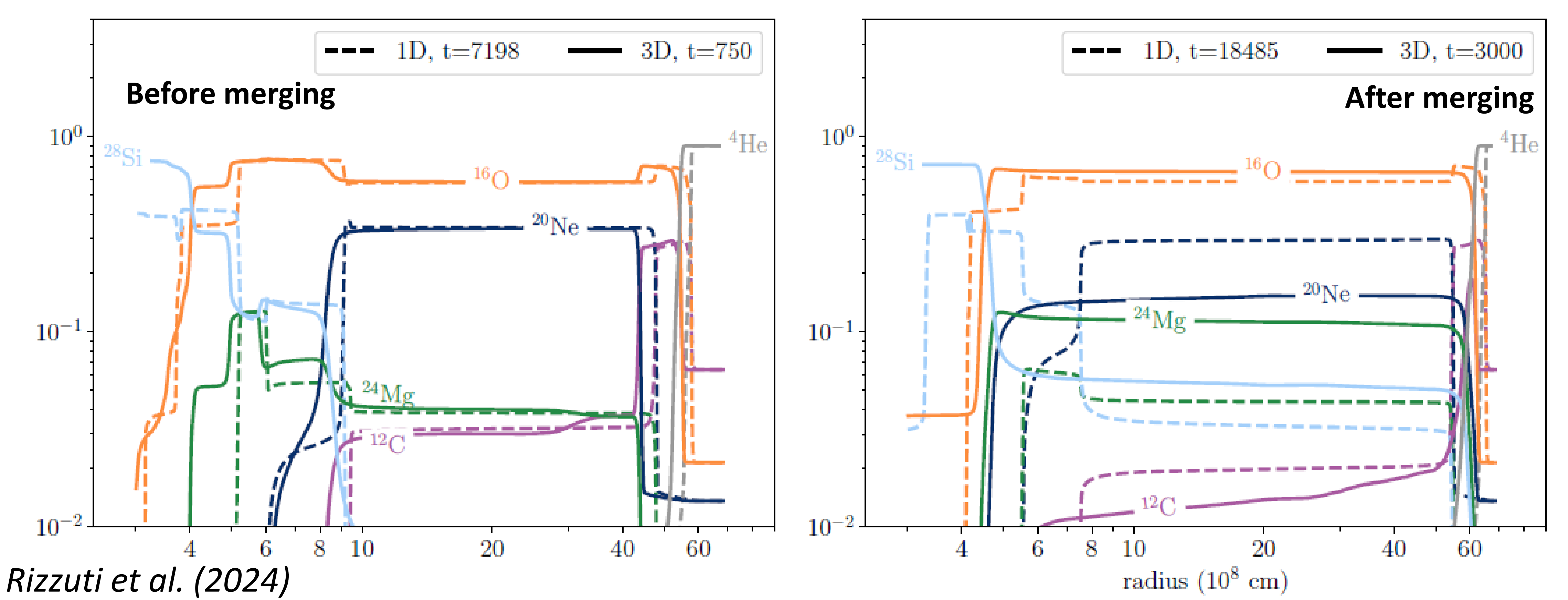
- Stesse shells, ma velocità 3D più grandi che 1D: la ragione per il timescale veloce



Preliminary results

Differenze nelle abbondanze: 1D vs 3D

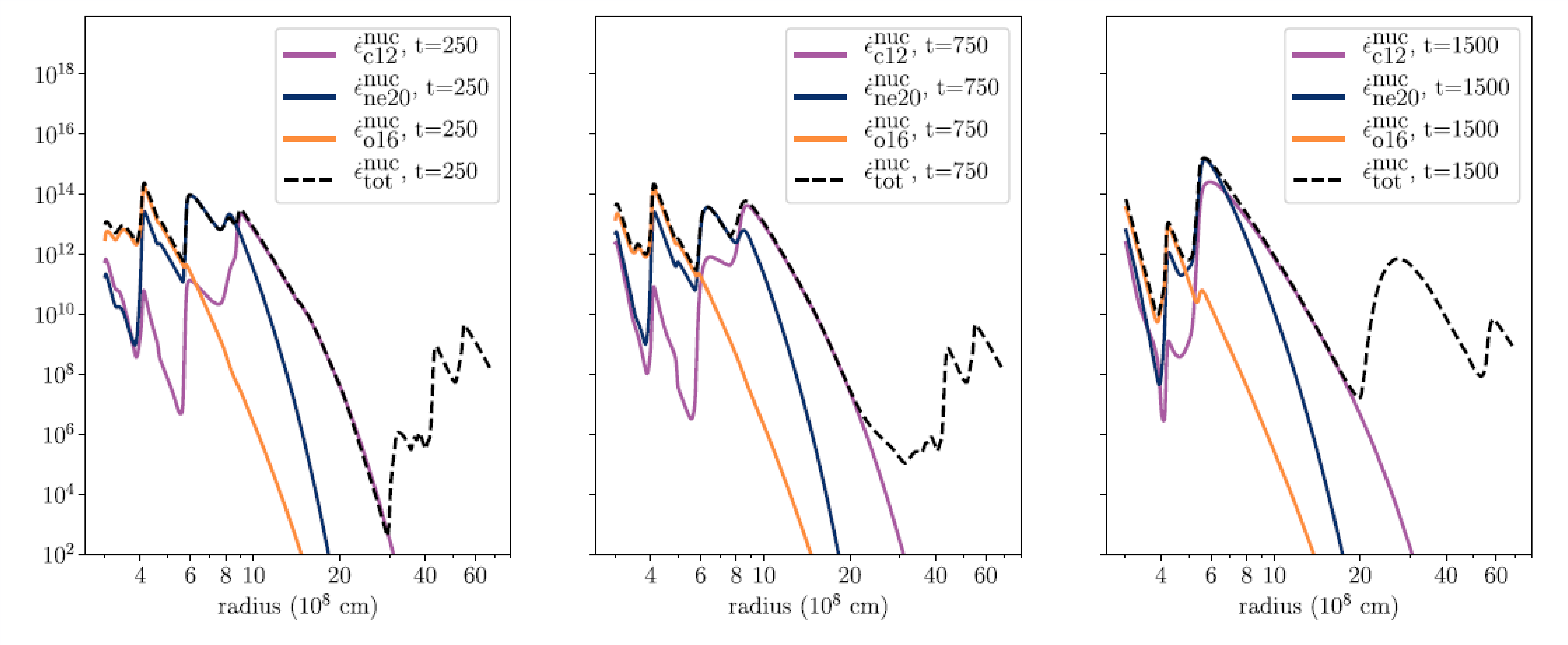
- Diversa estensione delle zone convettive: struttura 3D diversa
- Diverse le frazione finali: composizione 3D diversa



Rizzuti et al. (2024)

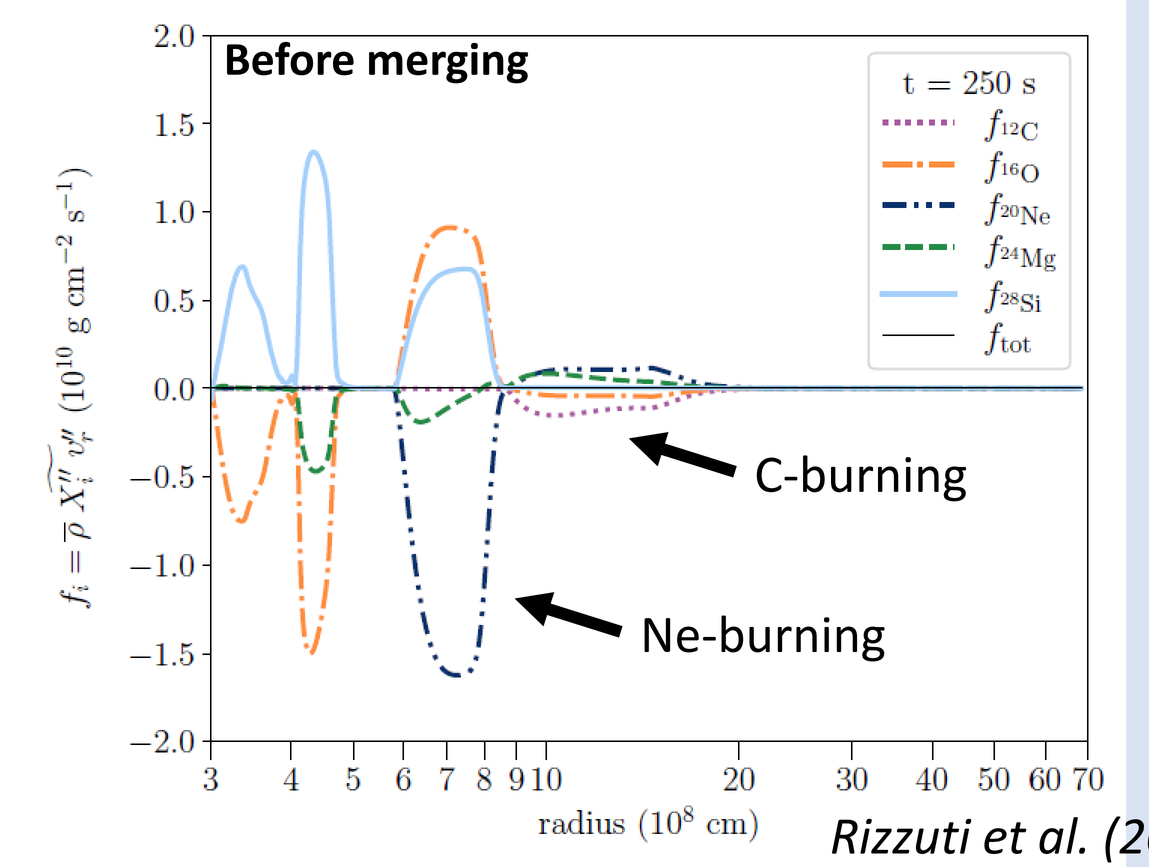
Differenze nei profili energetici

- Energia di ogni bruciamento: i bruciamenti avvengono in zone diverse

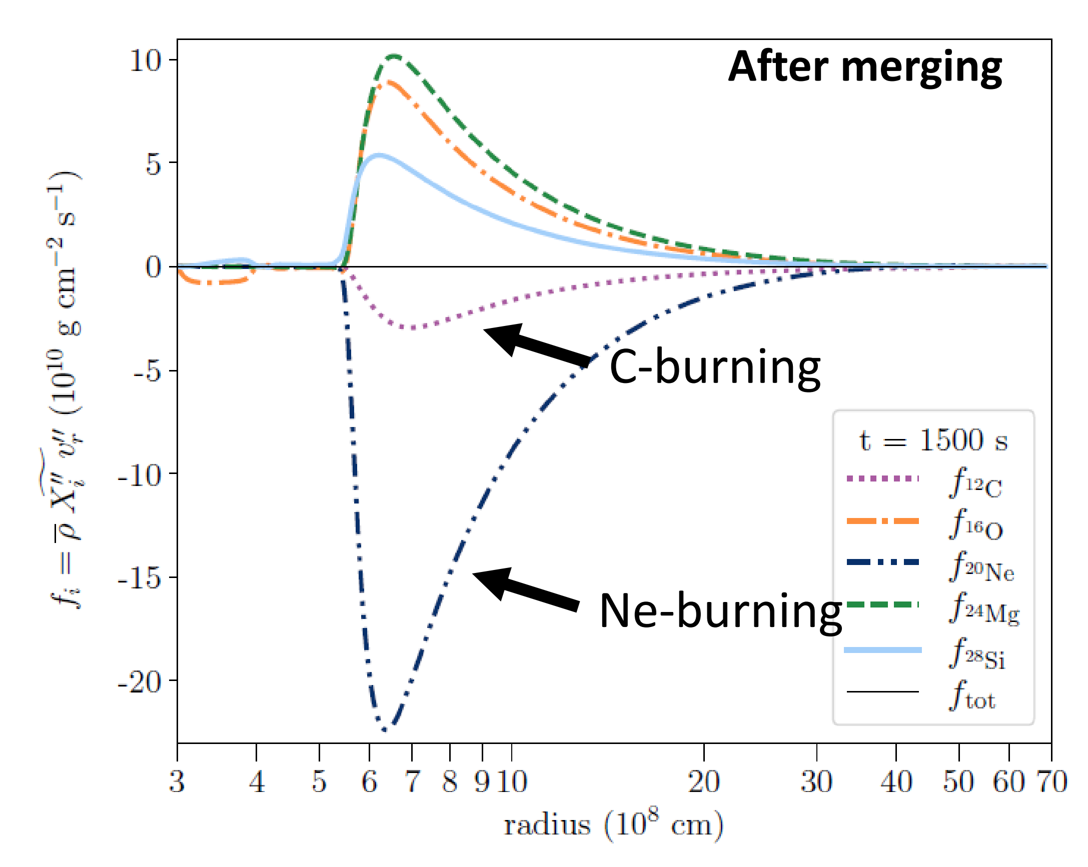


Trasporto di specie e nucleosintesi

- I flussi positivi/negativi riflettono produzione/distruzione di specie
- Dopo il merging: solo una zona convettiva, con C- e Ne-burning



Rizzuti et al. (2024)



Cosa rimane da fare?

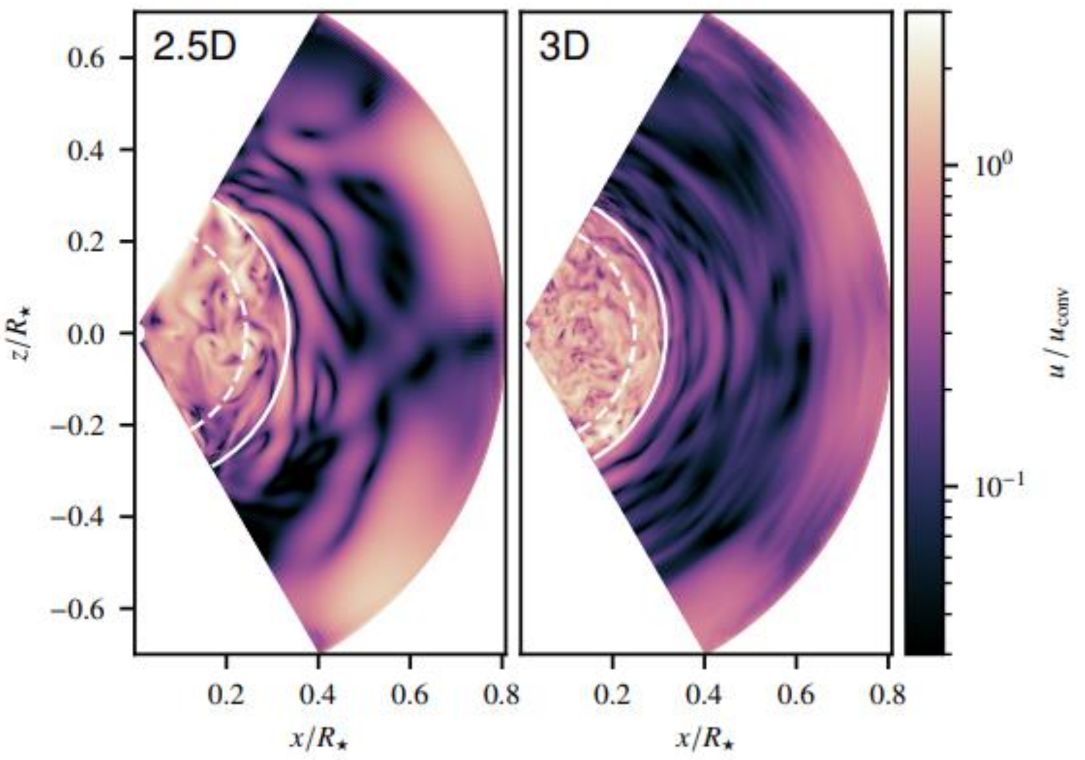
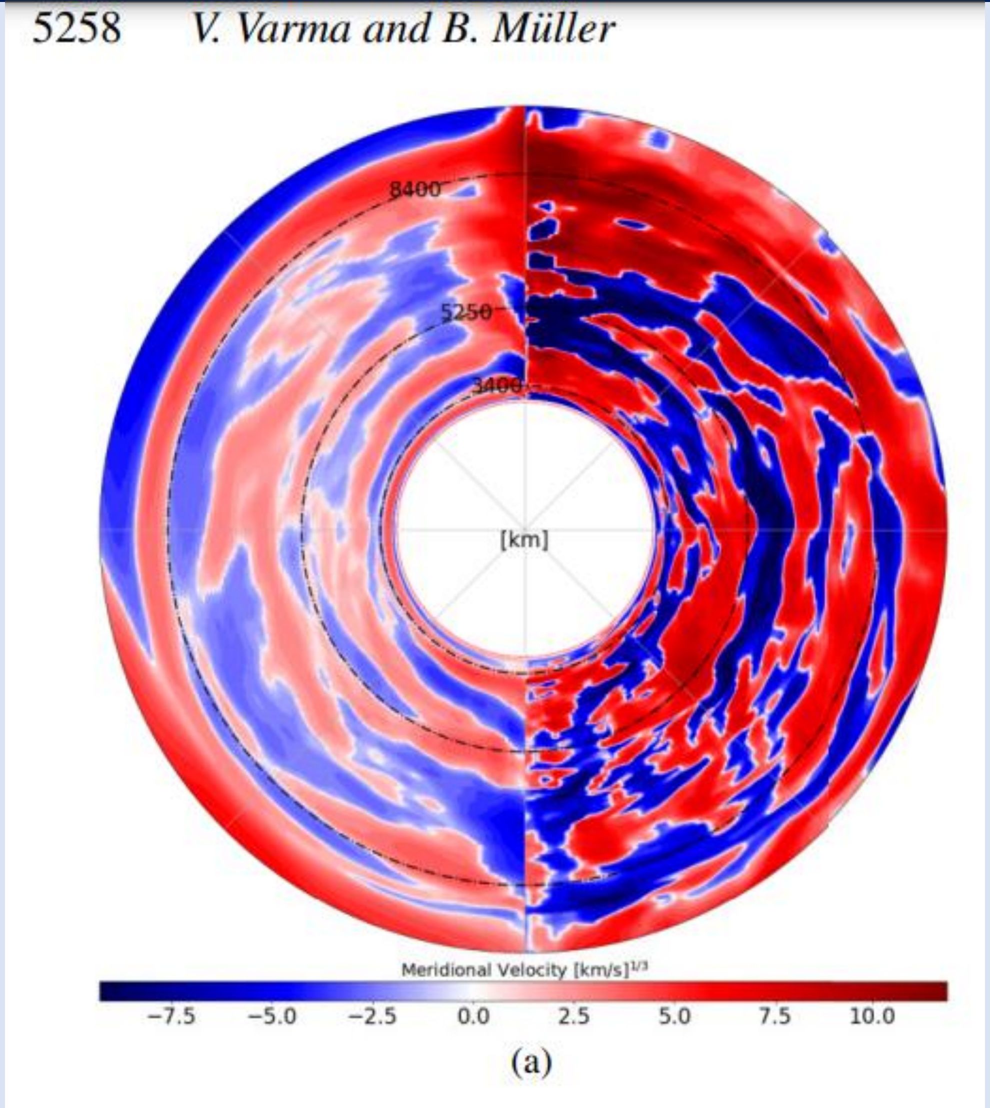


Fig. 4. As in Fig. 3, but comparing 2.5D and 3D simulations with a boost factor of $b = 10^5$ performed on grids of 256×128 and 256×128^2 cells, respectively. In the 3D case, a slice with the spherical angle $\varphi = 0$ is shown.

Andrassy et al. (2024)

- Andare verso una geometria pienamente sferica (4π)
- Indagare i bruciamenti del nucleo

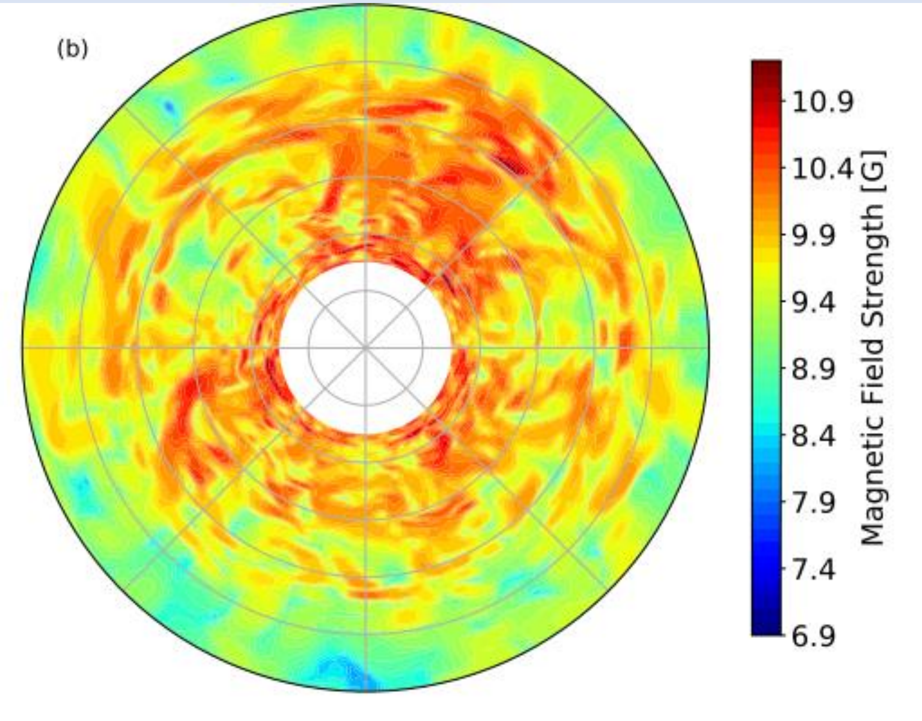
Cosa rimane da fare?



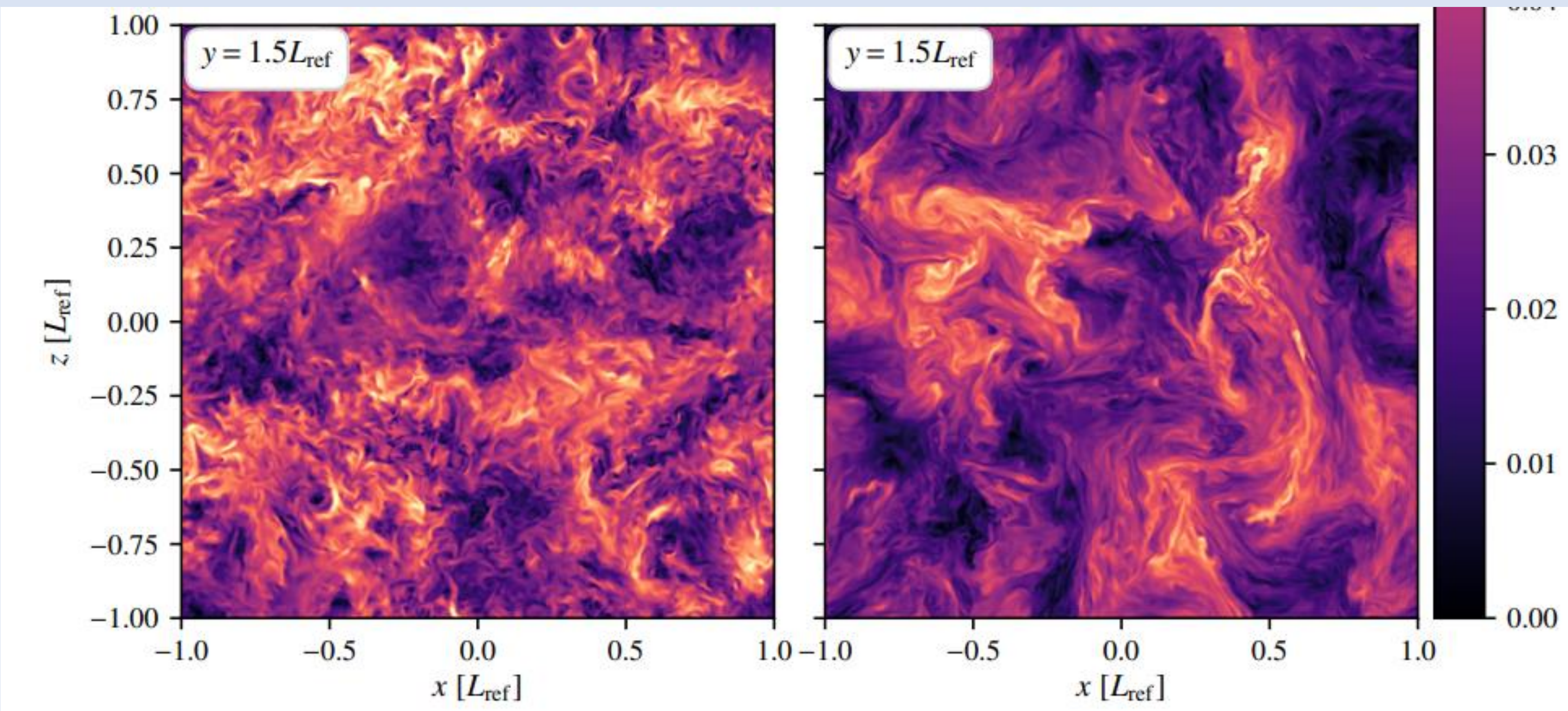
- Studiare l'effetto della rotazione sulla struttura ed evoluzione della stella e delle zone convettive

Cosa rimane da fare?

- Studiare l'impatto dei campi magnetici sui moti convettivi



Varma & Muller 2021

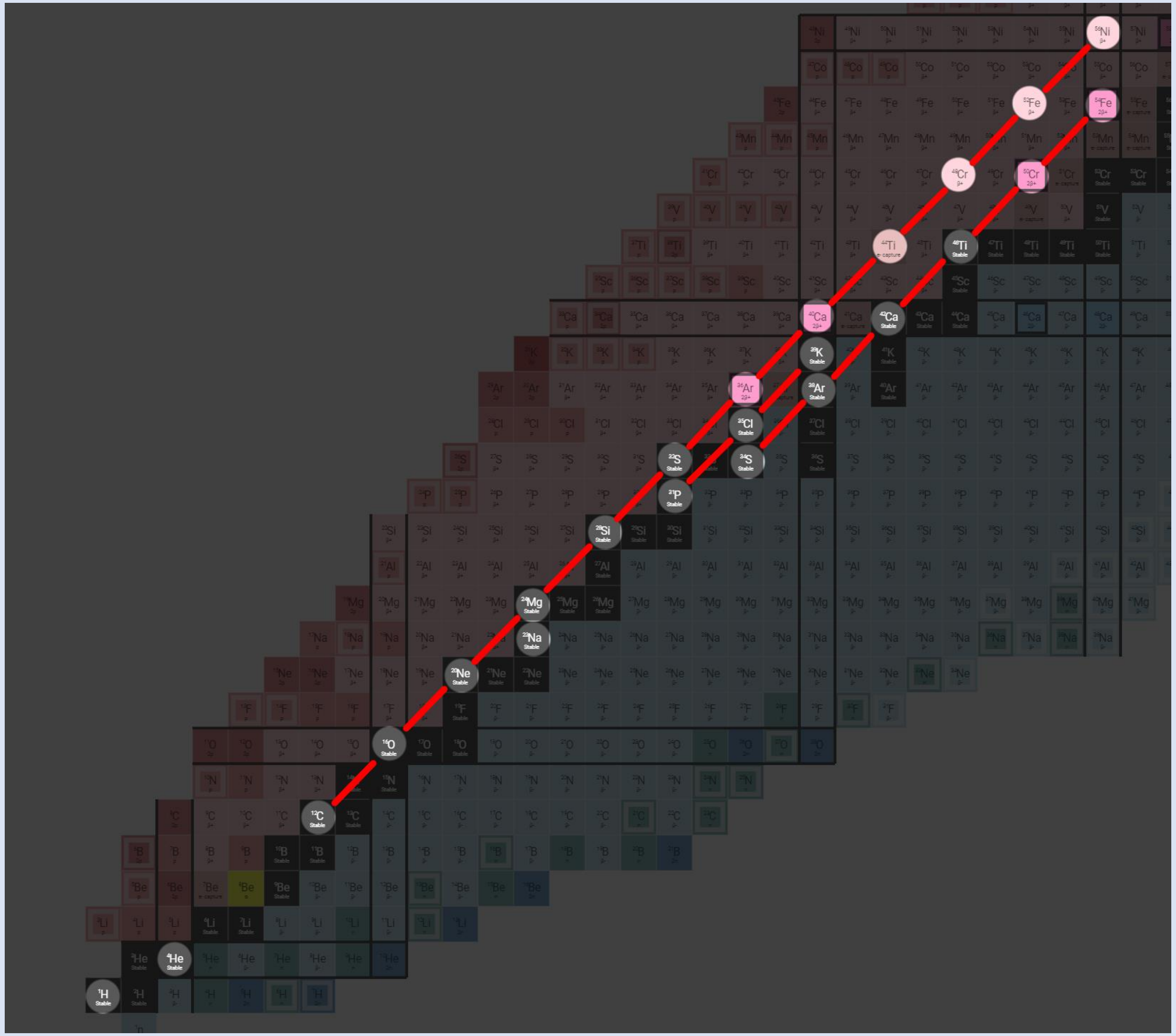


Leidi et al. 2023

Cosa rimane da fare?

Inoltre:

- finire di simulare tutti i bruciamenti in 3D (H-core, He-core…)
- estendere il nuclear network (H-burning, Si-burning)



Domande?