

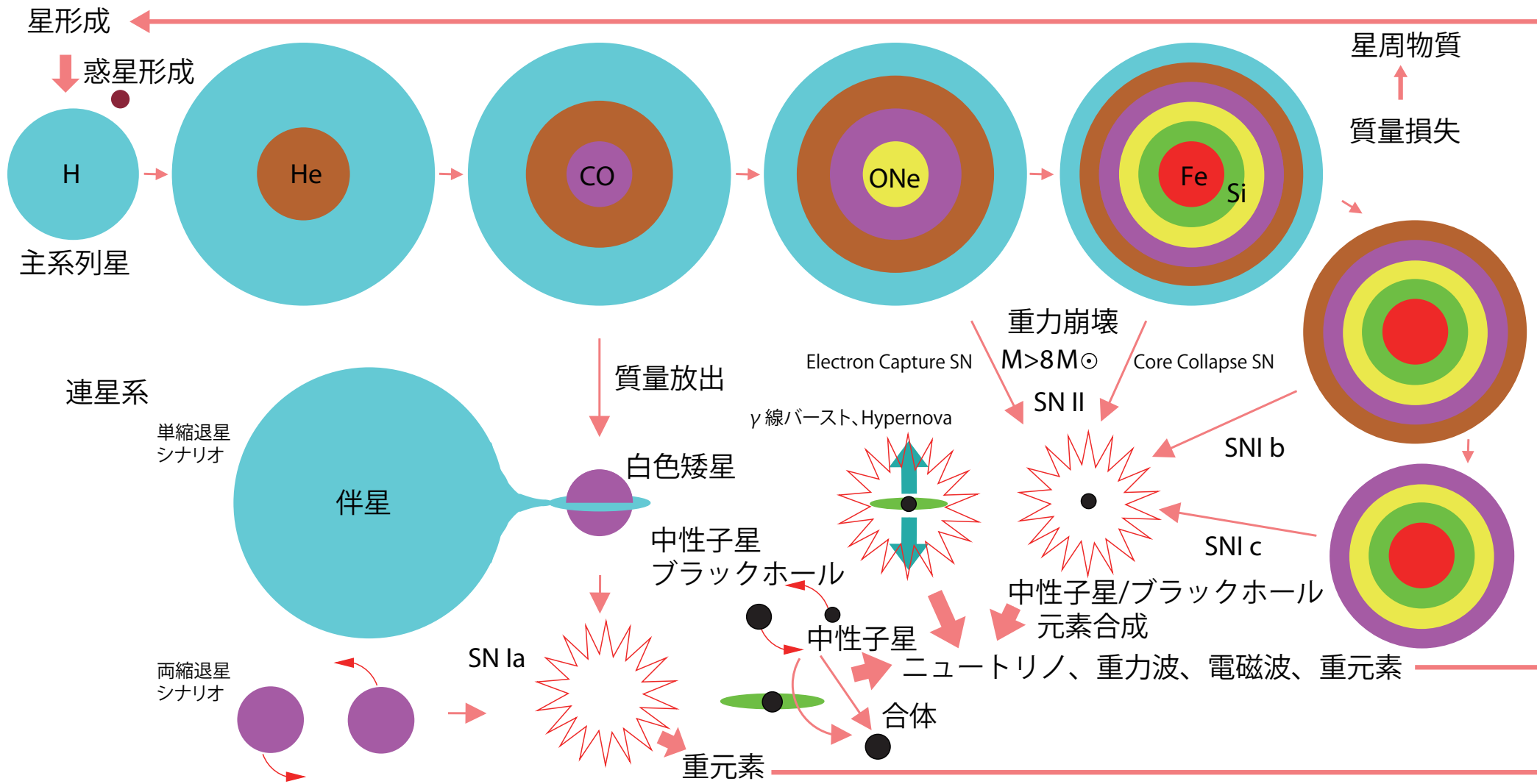
超新星背景ニュートリノと種族合成

2021.1.7 @zoom

東京理科大 理工 鈴木英之

計画研究 E02 研究テーマ

- 重い星の重力崩壊による超新星爆発、ブラックホール形成イベントの理論研究と放出されるニュートリノの数値シミュレーション
- 原始中性子星の冷却段階に放出されるニュートリノの系統的な研究
- これらに大きな影響を及ぼす高密度物質の状態方程式とニュートリノ反応率の系統的な研究 (核子制動放射、modified URCA など)
- 星形成史、化学進化、星形成時の初期質量分布のモデルと組み合わせた超新星背景ニュートリノの観測予測計算
- 超新星背景ニュートリノの計算と宇宙化学進化モデルの整合性検討
- 天の川銀河の化学進化モデル (場所依存、r 過程を含む) と地球ニュートリノ



重い星の重力崩壊 ⇒ 中性子星 NS, ブラックホール BH, 超新星 SN ν , 重元素
 中性子星合体 ⇒ 重力波、short GRB、kilonova、重元素 (r 過程) ⇒ 地球 ν
 Ia 型超新星 ⇒ 重元素 (鉄まで)

星形成率 SFR、初期質量関数 IMF、恒星・連星系進化、爆発・合体・元素合成
 金属 (重元素) 量 (化学進化)、超新星背景ニュートリノ

超新星背景ニュートリノ SRN

- 重力崩壊型超新星発生率 $R_{\text{CC}}(z, M, Z)$
 ↳ 星形成率 (SFR), 初期質量関数 (IMF), 金属量進化
 z : 赤方偏移 (\leftrightarrow 宇宙時間), M : 親星質量, Z : 金属量
- 個々の超新星からのニュートリノスペクトル $\frac{dN_\nu(E'_\nu, M, Z)}{dE'_\nu}$
- 宇宙膨張 \rightarrow ニュートリノエネルギーの赤方偏移 $E'_\nu \rightarrow E_\nu = \frac{E'_\nu}{1+z}$

$$\frac{dF_\nu(E_\nu, t_0)}{dE_\nu} = c \int_0^{t_0} \int_{M_{\min}}^{M_{\max}} \int_0^{Z_{\max}} \frac{d^2 R_{\text{CC}}(z, M, Z)}{dM dZ} dZ dM \frac{dN_\nu(E'_\nu, M, Z)}{dE'_\nu} \frac{dE'_\nu}{dE_\nu} dt$$

$$dt = -\frac{dz}{(1+z)H(z)}, \quad H(z) = \sqrt{\Omega_m(1+z)^3 + \Omega_\Lambda H_0}, \quad dE'_\nu = (1+z)dE_\nu$$

Our model:

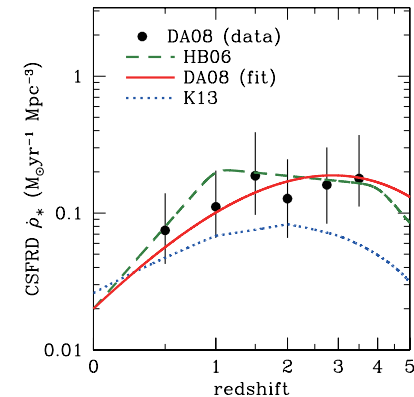
$$\frac{d^2 R_{\text{CC}}(z, M, Z)}{dM dZ} dZ dM = R_{\text{CC}}(z) \psi_{\text{ZF}}(z, Z) dZ \psi_{\text{IMF}}(M) dM$$

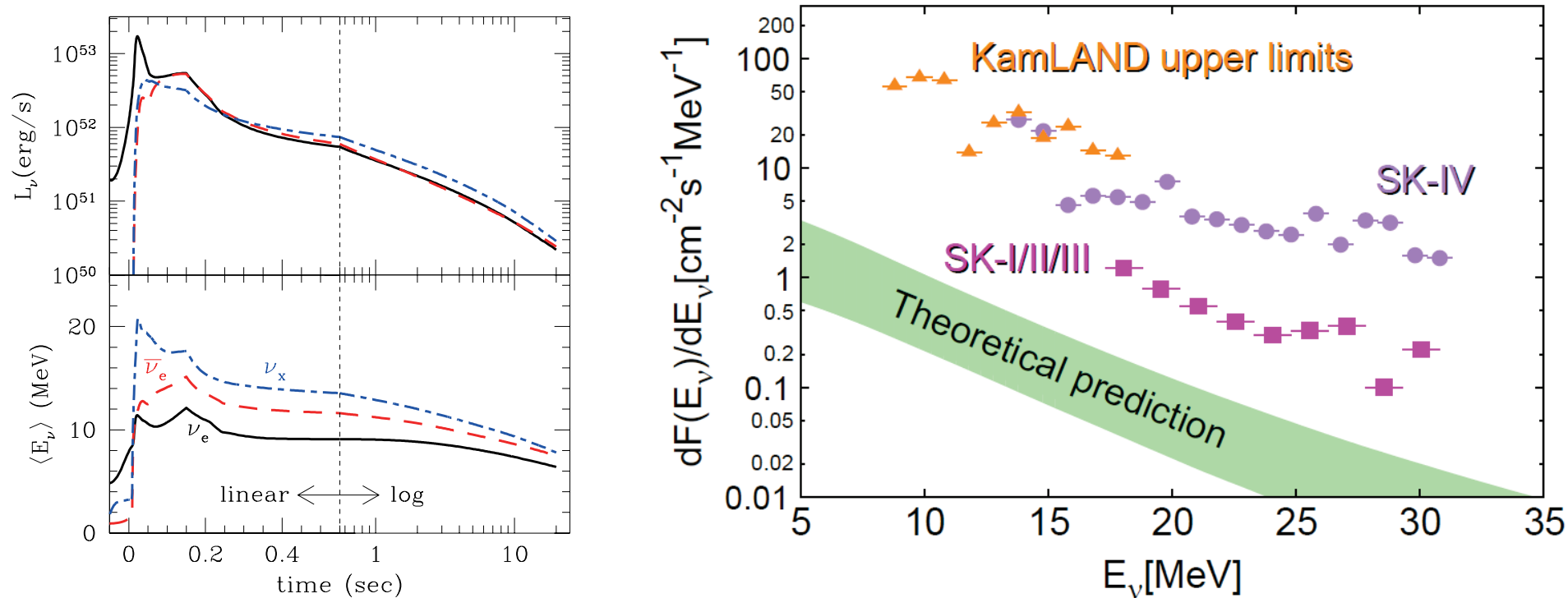
$$R_{\text{CC}}(z) = \dot{\rho}_*(z) \times \frac{\int_{M_{\min}}^{M_{\max}} \psi_{\text{IMF}}(M) dM}{\int_{0.1 M_\odot}^{100 M_\odot} M \psi_{\text{IMF}}(M) dM} [\text{yr}^{-1} \text{Mpc}^{-3}]$$

初期質量関数 IMF: $\psi_{\text{IMF}}(M) \propto M^{-2.35}$ (Salpeter type)

初期質量 $M \sim M + dM$ の星の形成率 $[\text{yr}^{-1}] \propto \psi_{\text{IMF}}(M) dM$

宇宙星形成率密度 (CSFRD): $\dot{\rho}_*(z) [M_\odot \text{yr}^{-1} \text{Mpc}^{-3}]$ (数モデル)





Nakazato+'13,'15: 超新星ニュートリノ DB(例: $13M_{\odot}$, $Z = 0.02$, $t_{\text{rev}} = 100\text{ms}$), 超新星背景ニュートリノ

BH 形成イベントの寄与
Nakazato+'15, Horiuchi+'17

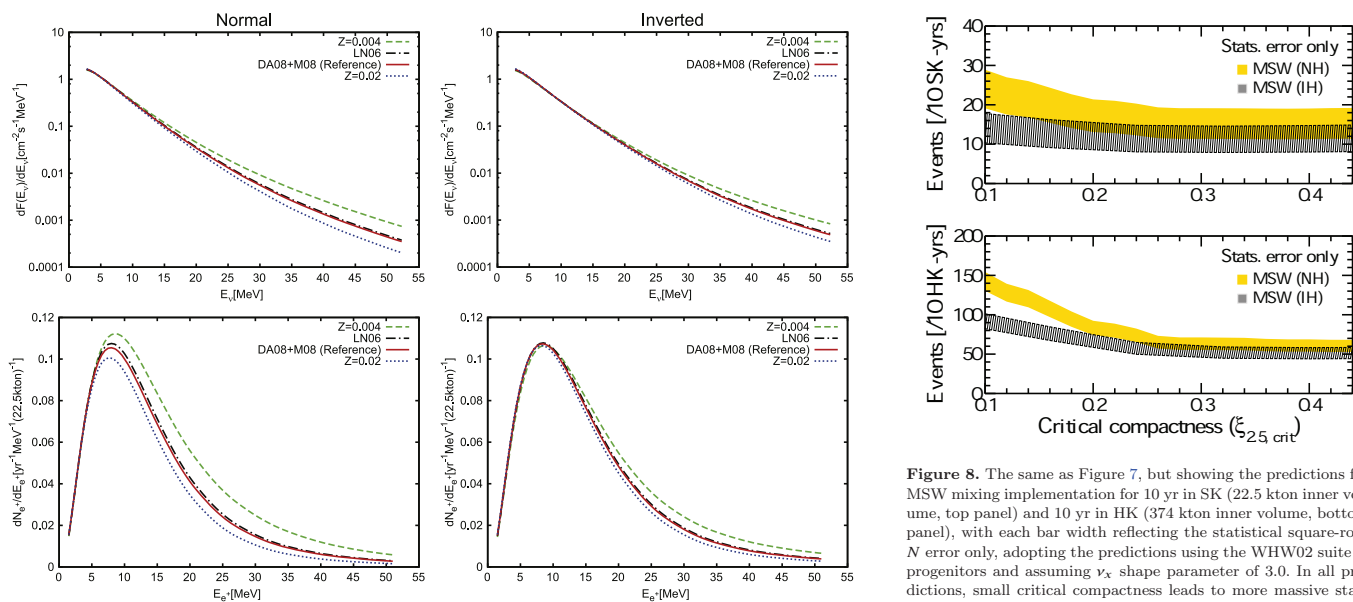


Figure 7. Fluxes of SRNs (upper panels) and event rate spectra in Super-Kamiokande over 1 yr (lower panels) obtained using models with CSFRD of DA08, shock revival time of $t_{\text{rev}} = 200$ ms, and Shen EOS. The left and right panels show the results for the normal and inverted mass hierarchies, respectively. Solid and dotted-dashed lines correspond to models with the metallicity evolutions of DA08+M08 and LN06, respectively, while other lines denote the results for fixed metallicity with $Z = 0.02$ (dotted) and 0.004 (dashed).

Figure 8. The same as Figure 7, but showing the predictions for MSW mixing implementation for 10 yr in SK (22.5 kton inner volume, top panel) and 10 yr in HK (374 kton inner volume, bottom panel), with each bar width reflecting the statistical square-root N error only, adopting the predictions using the WHW02 suite of progenitors and assuming ν_x shape parameter of 3.0. In all predictions, small critical compactness leads to more massive stars collapsing to black holes, thereby increasing the DSNB event rate. Apart from a simple normalization, slight differences appear between the SK and HK dependences on $\xi_{2.5, \text{crit}}$, due to the different detection threshold.

parametrized 1D SNE simulations (with central neutrino engine) for > 200 progenitors.

Parameters: strength of central neutrino engine, critical PNS mass for BH formation

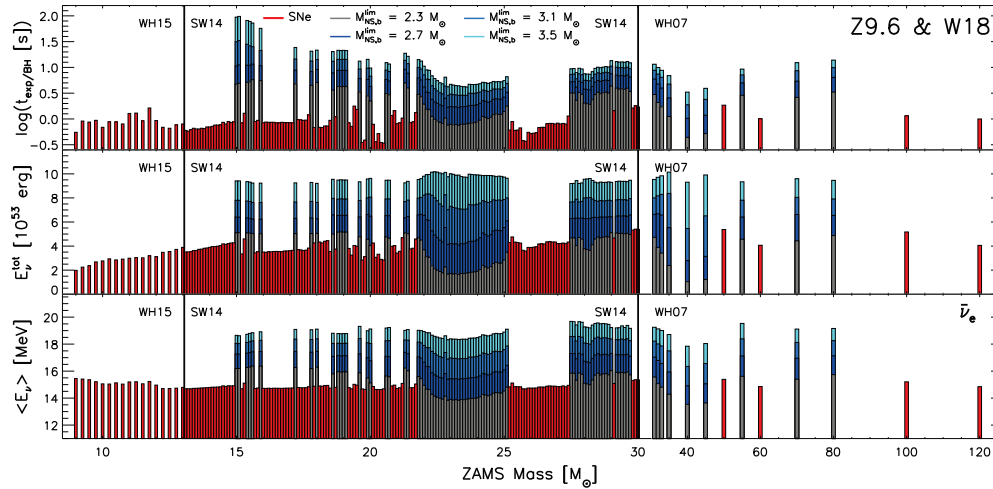


Figure 2. Landscape of SN and BH-formation cases for the combined progenitor sets of WH15, SW14, and WH07, simulated with the neutrino engine model of Z9.6 & W18. From top to bottom: time of explosion or BH formation, total energy radiated in all species of neutrinos, and mean energy of electron antineutrinos versus ZAMS mass of the progenitors. Note the logarithmic scale in the top panel. Red bars indicate successful SN explosions and fallback SNe, while the outcomes of BH-forming, failed SNe are shown for our different cases of baryonic NS mass limits in gray ($2.3 M_{\odot}$), dark blue ($2.7 M_{\odot}$), light blue ($3.1 M_{\odot}$), and cyan ($3.5 M_{\odot}$). The outcome of the ECSN by Hüpdepohl *et al.* (2010) is not shown in the figure, but discussed in the main text.

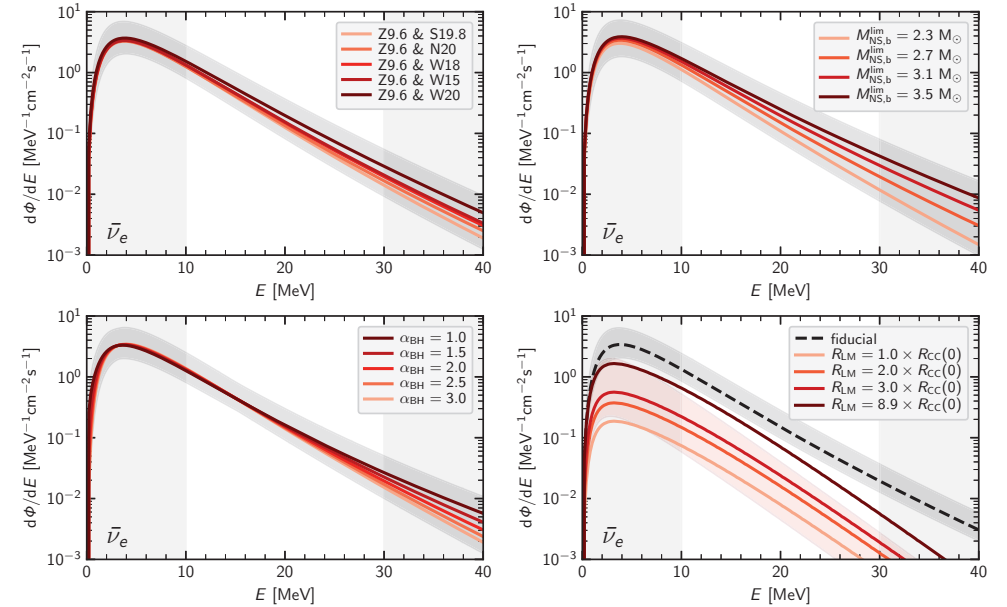


Figure 5. Parameter dependence of the DSNB flux spectrum, $d\Phi/dE$, for the case of electron antineutrinos. In the different panels the engine models (upper left panel), the NS mass limit for BH formation (upper right panel), and the instantaneous spectral-shape parameter, α_{BH} , of the time-dependent neutrino emission from BH-formation events (lower left panel) are varied, while keeping all other parameters at their reference values (Z9.6 & W18; $M_{\text{NS},b}^{\text{lim}} = 2.7 M_{\odot}$; best-fit α , i.e. $\alpha = 3.5$ for SNe with $M_{\text{NS},b} \leq 1.6 M_{\odot}$, $\alpha = 3.0$ for those with $M_{\text{NS},b} > 1.6 M_{\odot}$, and $\alpha_{\text{BH}} = 2.0$ for failed SNe; see Section 4). In the lower right panel, the additional contribution from low-mass (LM) NS-forming events is shown for different constant rate densities R_{LM} . For comparison, the pale red band marks the LM flux for an evolving rate instead (see main text for details). Our fiducial model with $R_{\text{LM}} = 0$ is plotted as dashed line. In each panel, a gray shaded band indicates the uncertainty arising from the cosmic core-collapse rate (corresponding to the $\pm 1\sigma$ upper and lower limits to the SFH of Mathews *et al.* 2014). As in Figure 3, vertical bands frame the approximate detection window.

さらに連星系における質量損失は、超新星背景ニュートリノフラックスを減らすことも示した。

種族合成計算: Population synthesis のおおまかな流れ

単独星: 0歳主系列星 (ZAMS) の質量 M_{ZAMS} 、金属量 Z 、年齢 t の関数として、質量 M 、半径 R 、光度 L 、He コアの質量 M_{He} 、半径 R_{He} 、CO コアの質量 M_{CO} 、半径 R_{CO} を評価する計算式

↑
質量損失を考慮した進化計算結果などを
fitting/interpolation

重い星は CO コアができた後、(宇宙史的には) すぐに重力崩壊するので、鉄コアの形成までは扱わないのが普通

例: Tanikawa *et al.*'19

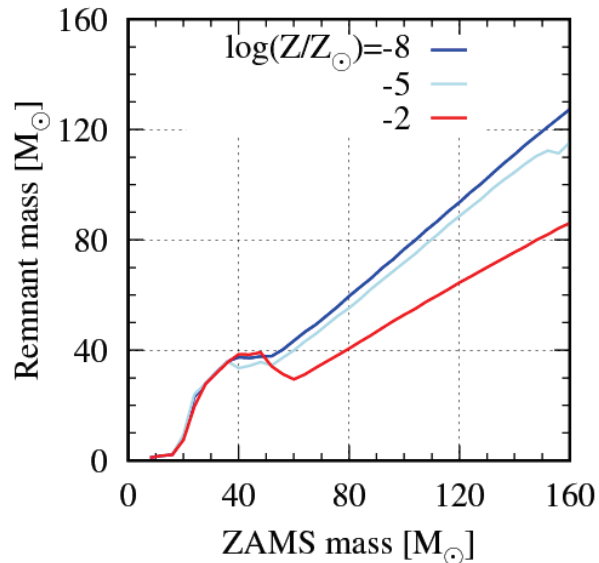


Figure 4. Mass relation between ZAMS stars and their remnants for $\log(Z/Z_{\odot}) = -2, -5, \text{ and } -8$.

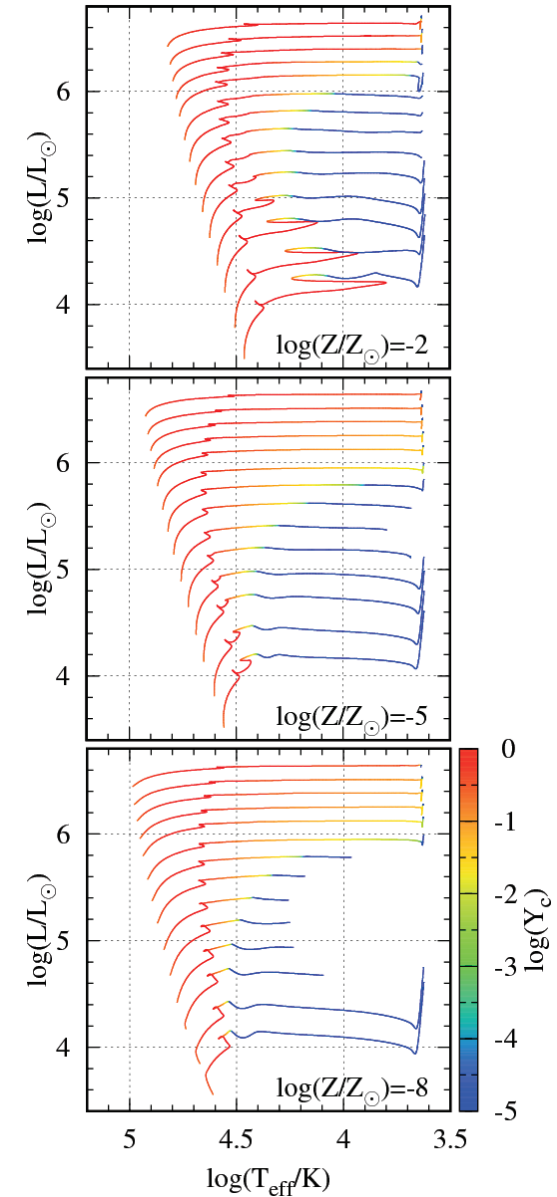


Figure 1. HR diagrams for stellar models with $\log(Z/Z_{\odot}) = -2, -5, \text{ and } -8$. In each panel, curves indicate stellar evolutions with $M = 8, 10, 13, 16, 20, 25, 32, 40, 50, 65, 80, 100, 125, \text{ and } 160$ from bottom to top. Colors are coded by the helium mass fractions in the stellar cores.

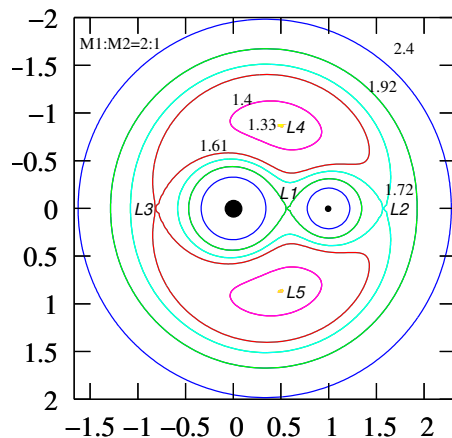
連星系:

初期質量 (M_1, M_2)、金属量 (Z)、星間距離 (a)、離心率 (e)



$M_i(t), R_i(t), L_i(t), M_{\text{He}}(t), R_{\text{He}}(t), M_{\text{CO}}(t), R_{\text{CO}}(t), a(t), e(t)$

- 途中、各星の核燃焼などを考慮した進化計算は行わず、単独星の種族合成計算などを利用する。
- 質量交換や合体により単独星と質量が異なるときは、様々なモデル化で評価
 - L はコアの質量、半径は外層の質量に依存
 - 燃焼段階の寿命に対する相対的な経過時間を使って、違う年齢の単独星モデルにマッピング
- Roche lobe overflow による安定的な質量交換か、共通外層 (Common Envelope) フェイズを経て、近接連星になるか合体 (merge) するか



Roche lobe 半径と星の半径、質量変化に伴うそれぞれの半径の変化率などを比較して分岐
共通外層の中でコアが軌道運動のどれだけのエネルギーを失う (外層に与える) かをパラメーターで与え、共通外層相終了時の a, M_i, R_i を評価、 $a < R_1 + R_2$ なら合体するとみなす。

さまざまな単独星、連星の集合体としての銀河を考える。

典型的な分布としては

- 初期質量分布 Initial Mass Function (IMF):
 M や M_1 の分布は Salpeter 型 M^α ($\alpha = -2.35$)
- 連星の初期質量比 $q \equiv M_2/M_1$ は 0.1-1.0 で flat (一様分布)
- 連星間の初期距離 a は $a_{\min} - a_{\max}$ で log flat
- 連星軌道の初期離心率 e は thermal 分布 (確率 $\propto e$)

など

星形成率 SFR、金属量 Z の時間変化も考慮して、現在までを計算する。
連星の割合、IMF など Z に依存するかもしれない。位置依存性も?

種族計算による連星系の超新星背景ニュートリノへの影響

S. Horiuchi *et al.*, arXiv:2012.08524

種族計算による CO コアの情報と放出される超新星ニュートリノを関連付ける必要がある。→ 1D,2D simulations for 20 progenitors, compactness $\xi_M \propto M/R(M)$

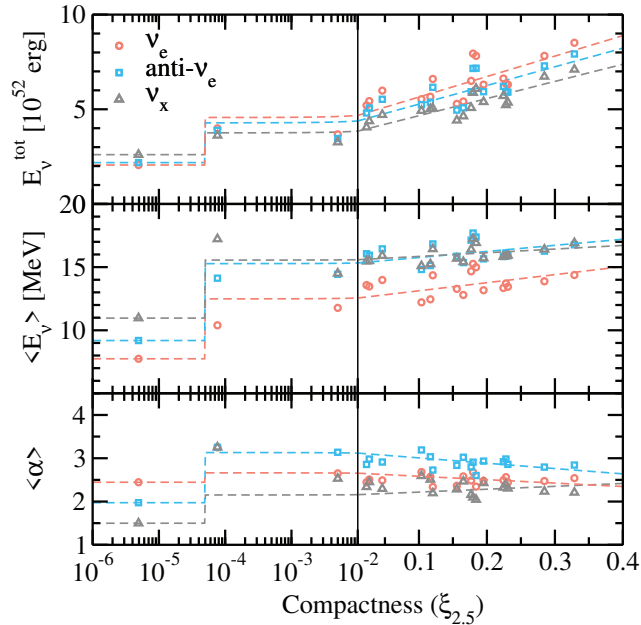


FIG. 5. Time-integrated neutrino spectral parameters: total neutrino energetic (top panel), mean energy (middle panel), and pinching parameter (bottom panel), shown separately for ν_e (red circles), $\bar{\nu}_e$ (blue squares), and ν_x (gray triangles). These are based on the 2D simulations of S16 augmented by simulations of a $9.6M_{\odot}$ star and a $8.8M_{\odot}$ ONeMg star. Note the axis change between the left and right, in logarithmic and linear, respectively. The dashed lines indicate our phenomenological fits through the simulations.

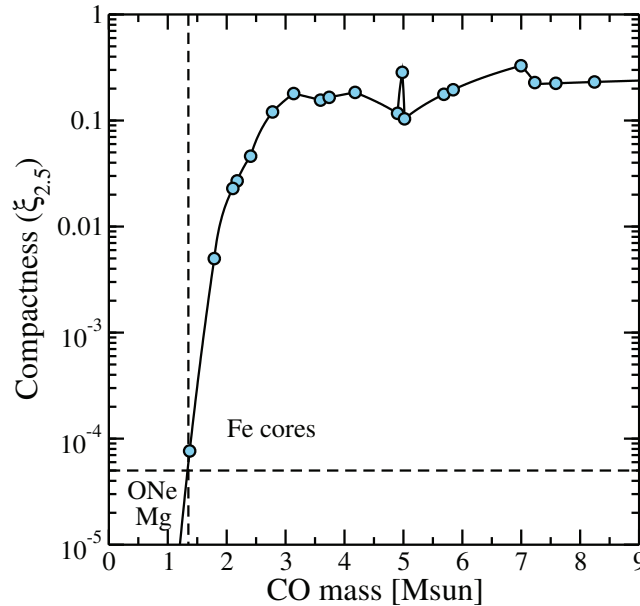


FIG. 6. The core compactness (defined by $M = 2.5M_{\odot}$) at moment of core-collapse, as a function of the CO core mass. The dashed lines separate the ONeMg regime and the Fe core regime in both compactness and CO mass planes.

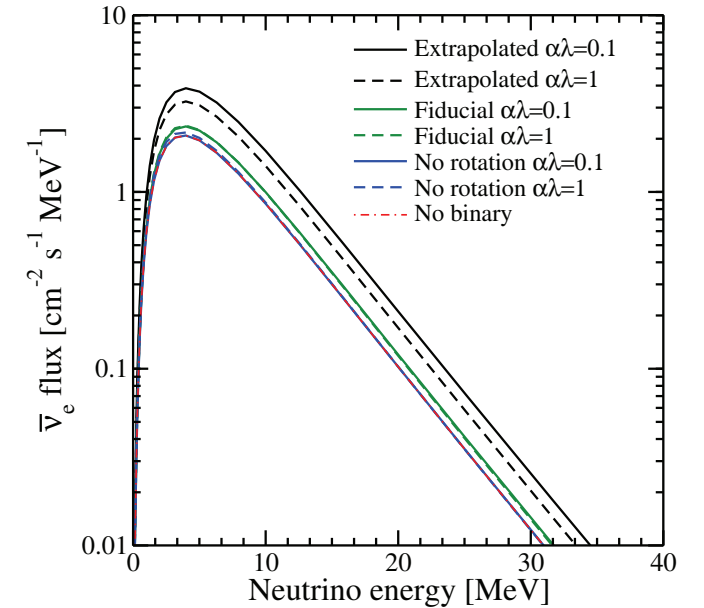


FIG. 7. The predicted DSNB flux of $\bar{\nu}_e$ for NH, for 6 different binary population synthesis models, compared with a single stellar evolution model. The binary population synthesis models include different treatments for the post-merger rapidly rotating stars and different CE modeling. We find that the minimal estimate, which neglects post-merger rotation effects (blue solid and dashed), yields a DSNB flux indistinguishable from a single stellar evolution model (red dot-dashed), while our fiducial scheme (green solid and dashed) and the extrapolated scheme (black solid and dashed) yield higher DSNB fluxes.

軽い星の合体で重力崩壊する星が増える効果と、重い星の合体で重力崩壊する星が減る効果はほぼ相殺するが、連星系の合体時に軌道角運動量が自転角運動量になり、物質混合によるコア質量の増加することで、超新星背景ニュートリノが増える。

検討中の別のアプローチ：重い星の重力崩壊の Müller 方式一次元モデル化

重力崩壊開始時の星の構造データ $\Rightarrow E_{\text{exp}}, E_{\nu}, M_{\text{remnant}}, M_{\text{Ni}}, \dots$

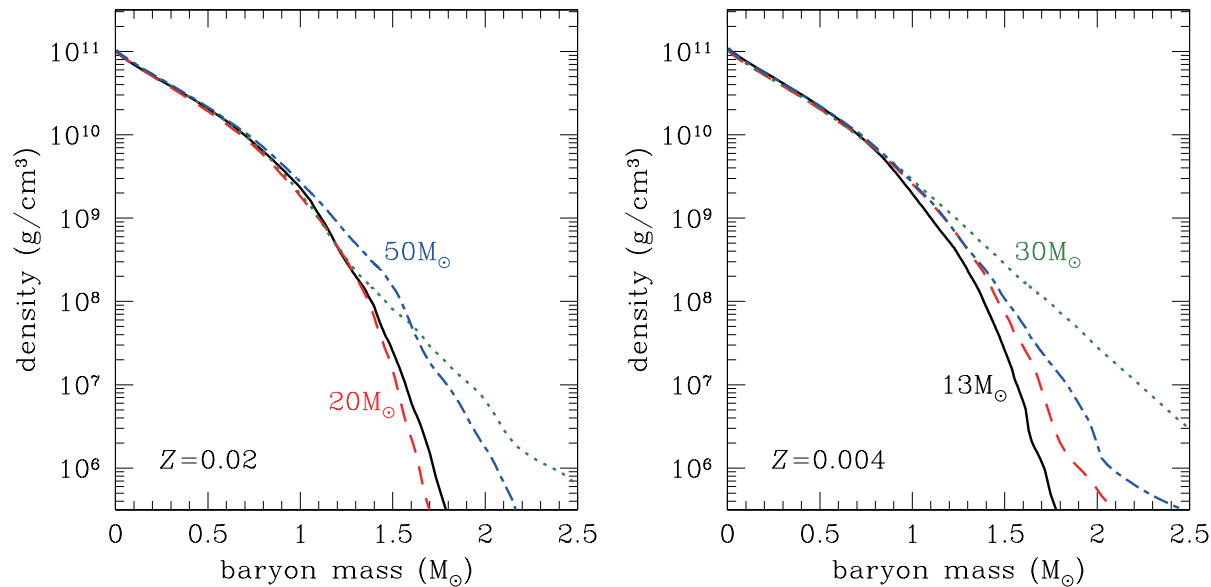


Figure 4. Density profiles at times with the central density of $10^{11} \text{ g cm}^{-3}$ for progenitor models with metallicity $Z = 0.02$ (left panel) and 0.004 (right panel). In both panels, solid, dashed, dotted, and dot-dashed lines correspond to the models with initial mass $M_{\text{init}} = 13 M_{\odot}, 20 M_{\odot}, 30 M_{\odot},$ and $50 M_{\odot}$, respectively.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

Nakazato+'13

構造データ $\rho(M), r(M)$ から種々の量を評価する流れ

$$\text{平均密度 } \bar{\rho} = \frac{3M}{4\pi r^3}, \text{ 落下時間 } t = \sqrt{\frac{\pi}{4G\bar{\rho}}}$$

中心 ($M = 0$) から外にデータを見ていくことが、時間 $t(M)$ 発展に対応している。

$$\text{質量降着率 } \dot{M}(t) = \frac{2M}{t} \frac{\rho}{\bar{\rho} - \rho}$$

$$\text{ゲイン半径 } r_g = \sqrt[3]{r_1^3 \left(\frac{\dot{M}}{1M_{\odot}\text{s}^{-1}} \right) \left(\frac{M}{1M_{\odot}} \right)^{-3} + r_0^3}$$

$$\text{質量降着に伴うニュートリノ光度 } L_{\text{acc}} = \zeta \frac{GM\dot{M}}{r_g}$$

原始中性子星の結合エネルギー $E_{\text{bind}} = 0.084M_{\odot}c^2 \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^2$

原始中性子星からの拡散してくるニュートリノ光度 $L_{\text{diff}} = \frac{0.3}{\tau_{\text{cool}}}E_{\text{bind}}e^{-t/\tau_{\text{cool}}}$

重力赤方偏移 $\alpha = \sqrt{1 - \frac{2GM}{r_{\text{PNS}}c^2}}$, $r_{\text{PNS}} = \frac{5}{7}r_g$

停滞している衝撃波半径 $r_{\text{sh}} = k_{\text{sh}}L_{\nu}^{4/9}M^{5/9}r_g^{16/9}\dot{M}^{-2/3}\alpha^{4/3}$

ゲイン領域移流時間 $\tau_{\text{adv}} = k_{\text{adv}}r_{\text{sh}}^{3/2}M^{-1/2}\ln\frac{r_{\text{sh}}}{r_g}$

吹き飛ばすのに受けとるべきエネルギー $e_g = \frac{3}{4}\epsilon_{\text{diss}} + \frac{GM}{4\max(r_{\text{sh}}, r_g)}$

吹き飛ばすのに必要なニュートリノ加熱時間 $\tau_{\text{heat}} = k_{\text{heat}}e_g r_g^2 L_{\nu}^{-1} \alpha^{-3} M^{-2}$

$\tau_{\text{adv}} > \tau_{\text{heat}}$ になったら、衝撃波が復活したとみなす。

復活後の衝撃波速度 $v_{\text{sh}} = 0.794 \left(\frac{E_{\text{imm}}}{M - M_{\text{ini}}}\right)^{1/2} \left(\frac{M - M_{\text{ini}}}{\rho r^3}\right)^{0.19}$

衝撃波のエネルギー E_{imm} は L_{ν} によるニュートリノ加熱量と、各殻の重力結合エネルギーと核燃焼で出てくるエネルギーを積分して求める。その際、多次元効果として落下していく物質と外向きに向かう物質の割合をパラメーターで指定する。

衝撃波の速度から温度を見積り、核燃焼で酸素ができるか、ケイ素ができるか、ニッケルが出きるかをきめて、放出される核エネルギーを評価する。

計算例 (Preliminary): 太田によるポスター発表参照

