

パルサー星雲の時間発展一次元モデル



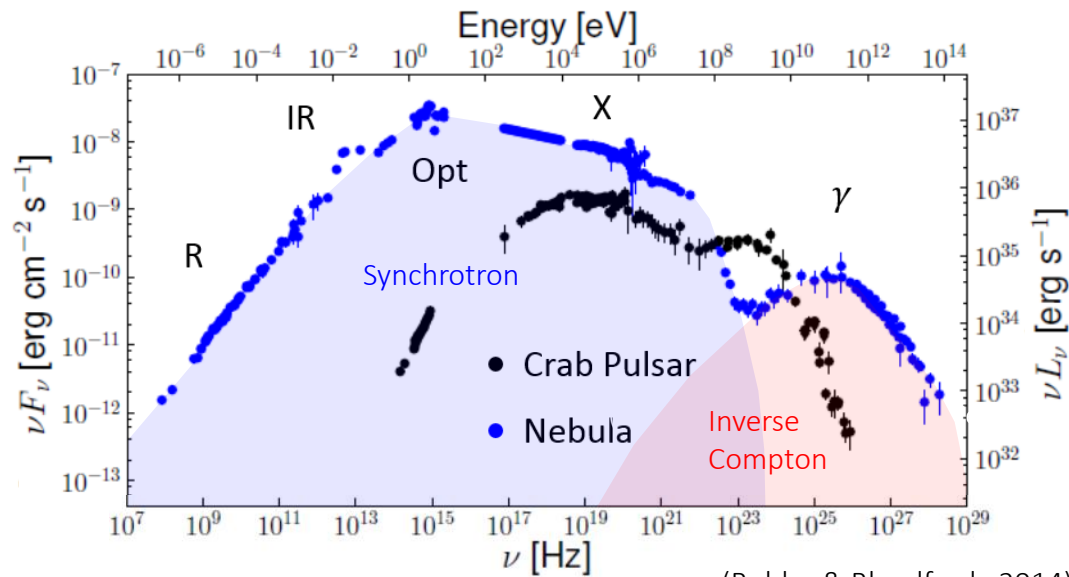
宇宙線研究所

石崎 渉

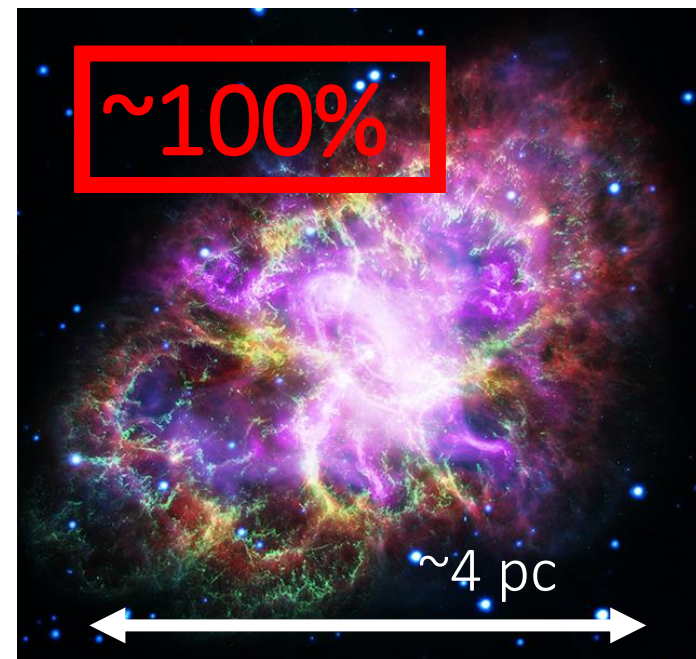
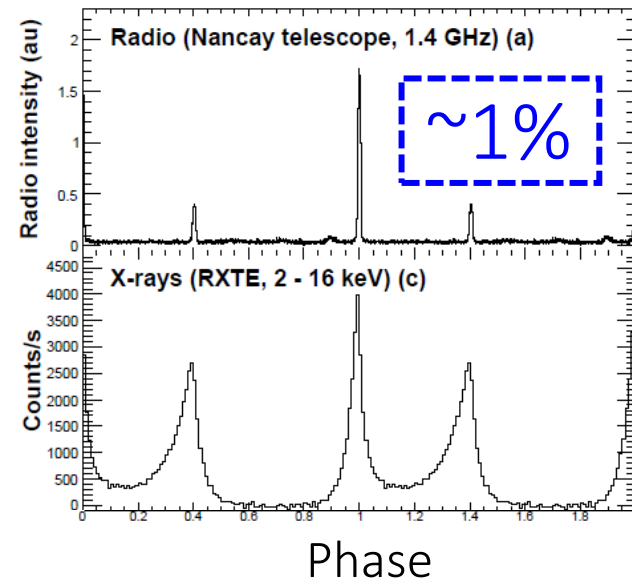
Introduction

Introduction –Pulsar Wind Nebulae–

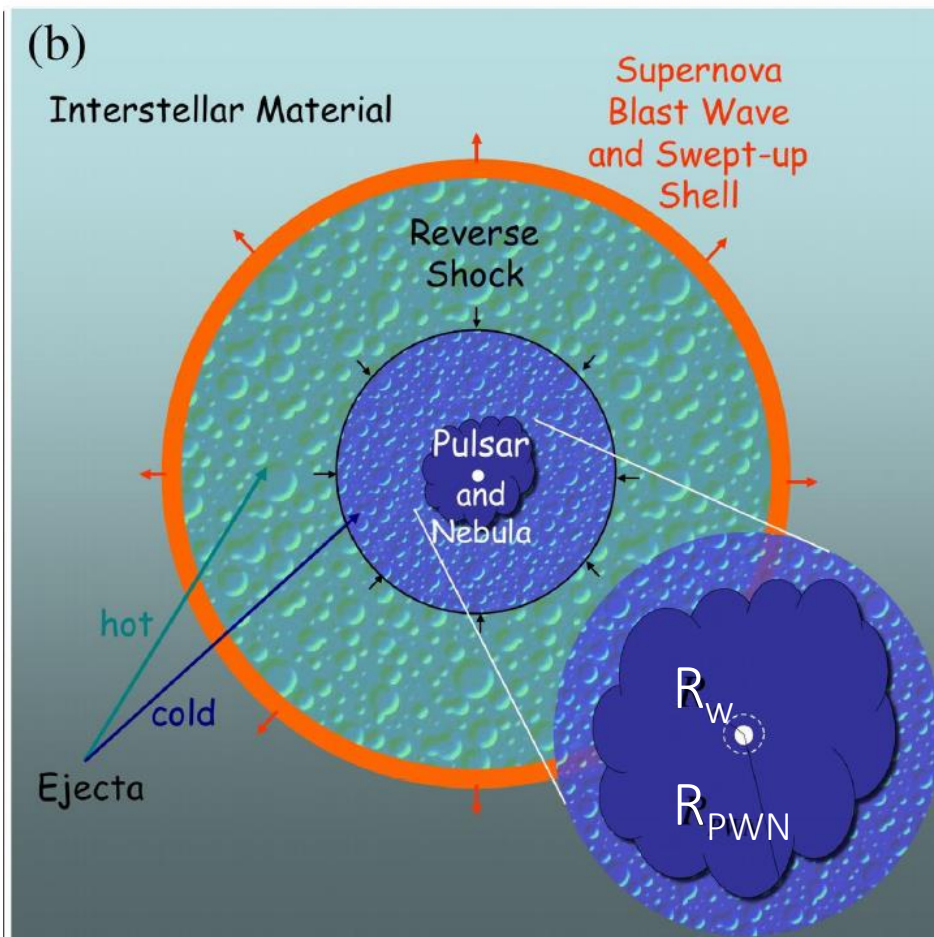
- パルサー星雲 (Pulsar Wind Nebula; PWN)
 - パルサーの周囲に広がって光る天体
 - 電波から γ 線に渡る非熱的スペクトルを示す
- Spin-down Luminosity
 - パルス放射のluminosity : $\sim 1\% \times L_{sd} \ll L_{sd}$
 - 星雲の放射・膨張のluminosity $\sim L_{sd}$
 - パルサー星雲はパルサーからのエネルギー供給によって形成されている



(Buhler & Blandford, 2014)



パルサー星雲の標準描像

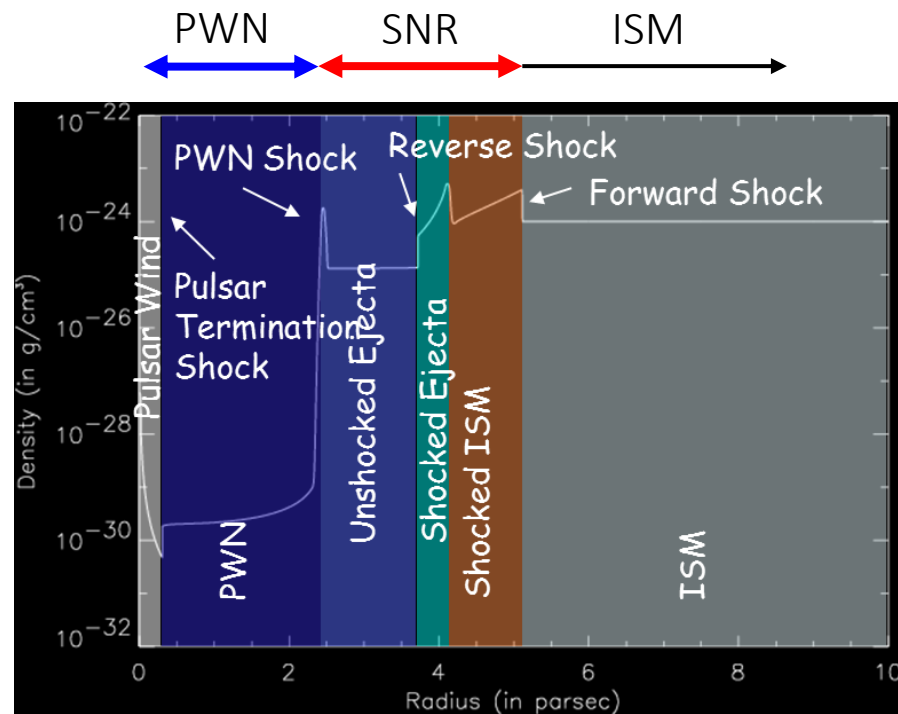


Gaensler & Slane (2006)

パルサー星雲は、超新星残骸の中を拡がる

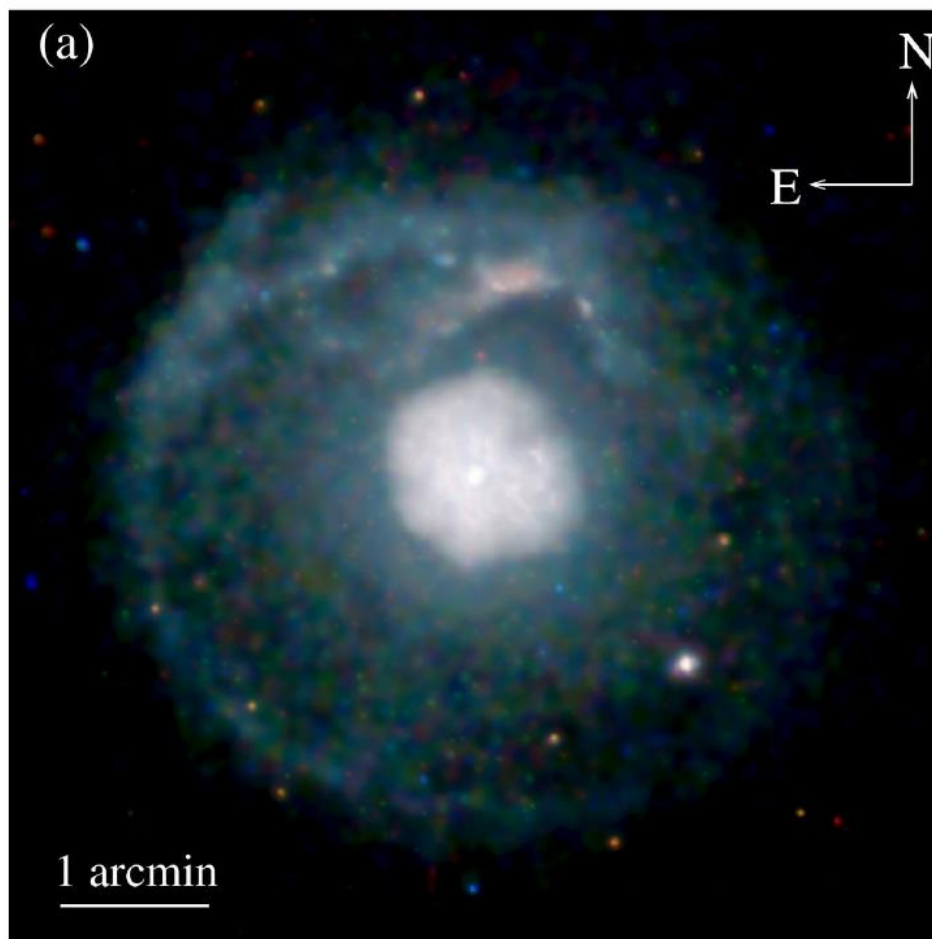
パルサー星雲 : パルサー風 vs. SN ejecta

超新星残骸 : SN ejecta vs. ISM



From Slane's slide (Heisenberg, 2008)

パルサー星雲の標準描像

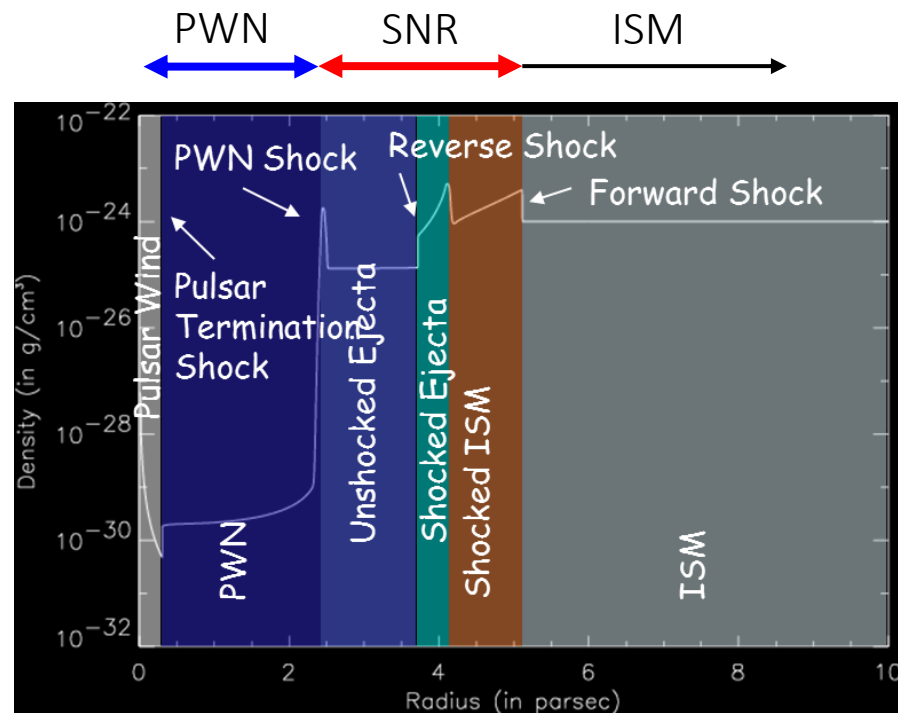


Matheson & Safi-Harb (2004)

パルサー星雲は、超新星残骸の中を拡がる

パルサー星雲 : パルサー風 vs. SN ejecta

超新星残骸 : SN ejecta vs. ISM



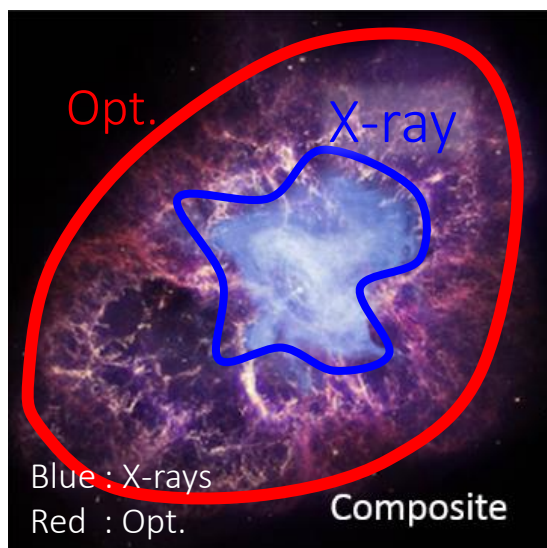
From Slane's slide (Heisenberg, 2008)

PWNeの標準的1Dモデル

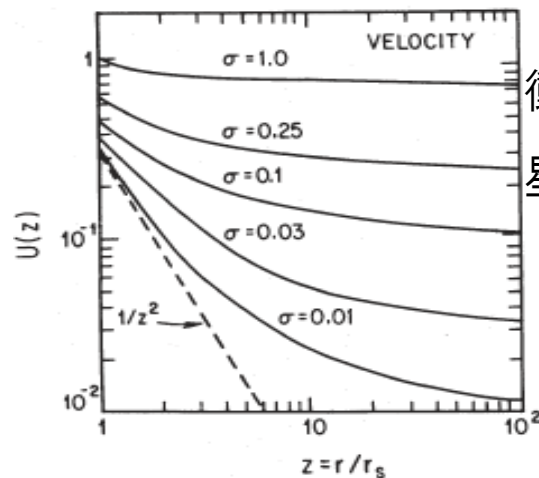
Kennel & Coroniti model

- ✓ 球対称・**定常**モデル
- ✓ トロイダル磁場を仮定
- ✓ 放射冷却・断熱冷却を考慮してエネルギー進化を計算
- ✓ かに星雲の多くの特徴を説明

- 放射領域の大きさの波長依存性



- 星雲内の流れの減速



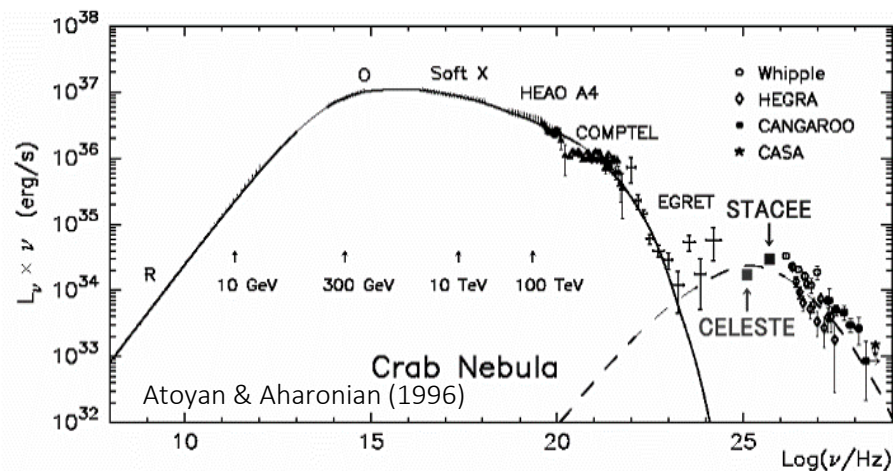
衝撃波面 : $\sim c/3$

星雲の縁 : $\sim 1000 \text{ km/s}$

→ 2桁の減速

Kennel & Coroniti (1984)

- SED (星雲全体を積分した放射スペクトル)

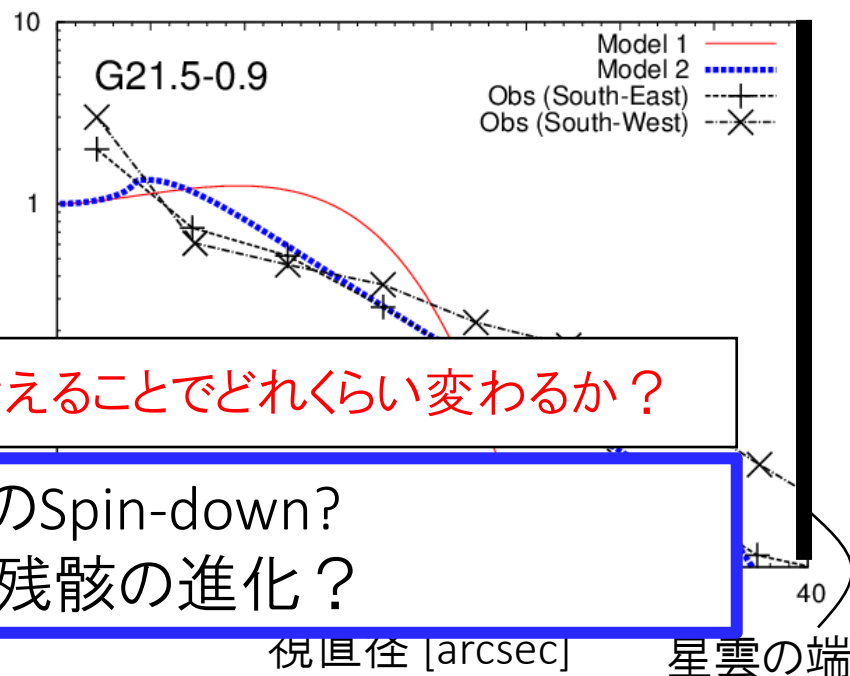
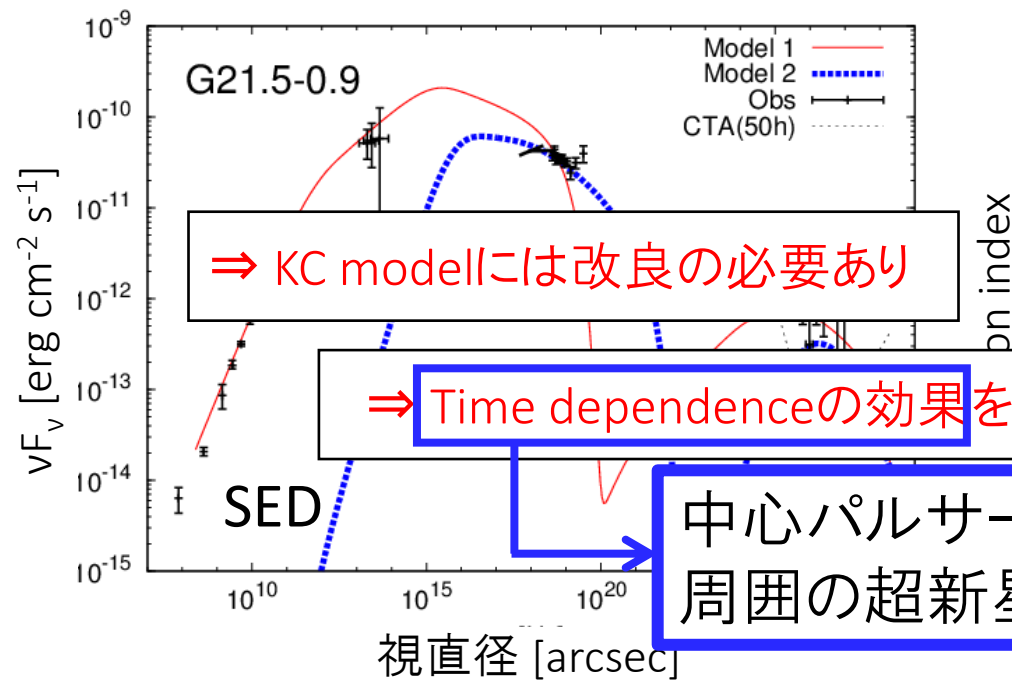
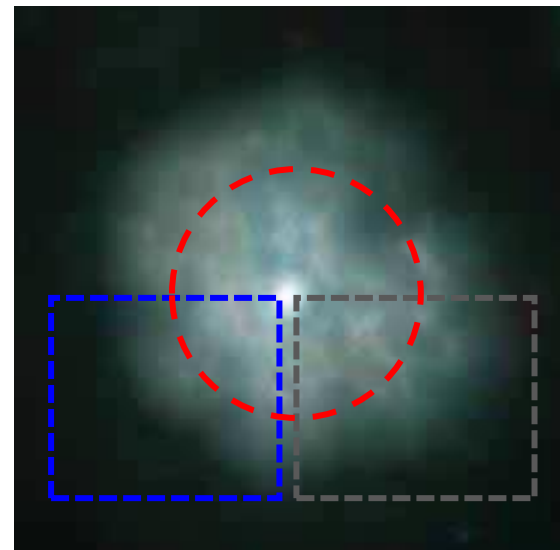


1D steady model-

• KC modelの問題

- KCモデルは、3C 58やG21.5-0.9といった他のパルサー星雲のX線の表面輝度分布を説明しない(Ishizaki+17)
- SEDを説明するために必要な磁場強度のもとでは、星雲の外縁部に到達する前に冷却でエネルギーを失ってしまう

G21.5-0.9



中心パルサーのSpin-down?
周囲の超新星残骸の進化?

時間発展モデル

Time-dependent 1-zone model

星雲を膨張する一様球として扱う

空間構造は計算できない (Amato+00)
磁場の値を決めるために現象論的な式が必要

e.g., Bednarek & Bartosik 03; Chevalier 05; Tanaka & Takahara 10;
Bucciantini+11; Vorster+13b; Torres+14 etc...

1D 流体計算

周囲のSNRの影響
+ 中心パルサーのspin-downも考慮

星雲からの放射まで計算した例が無い

e.g., van der Swaluw+01; Bucciantini+03,04; Vorster+13a

Semi-analytic 1D time-dependent 放射計算 (Lu+17)

膨張則については1D MHDに基づいたsemi-analytic modelを採用
星雲内部の流体構造は定常モデル(KC model)とすることで導入

自由膨張期しか計算できない
磁場については現象論的な式を導入しないといけない

← 仮定

1D time-dependent 放射計算 (This work)

SNRの影響, パルサーのspin-downを考慮した時間発展1D MHD計算+放射計算
KC modelと比較して時間発展の効果を検証, 現象論的な磁場の式の妥当性を検証

Method

Basic equations

- 球対称・トロイダル磁場・理想MHDのMHD方程式系 + 組成

$$\checkmark \quad \frac{1}{c} \frac{\partial}{\partial t} (\gamma \rho) + \frac{1}{r^2} \frac{\partial}{\partial r} [r^2 \rho \gamma v] = 0.$$

$$\checkmark \quad \frac{1}{c} \frac{\partial}{\partial t} \left[\left(\frac{h}{r} \right) \gamma \right] + \frac{1}{r^2} \frac{\partial}{\partial r} \left[r^2 \left(\frac{h}{r} \right) \gamma v \right] = 0, \quad h = B_0 / \sqrt{4\pi} \quad \boxed{\leftarrow \text{トロイダル磁場のみ}}$$

$$\checkmark \quad \frac{1}{c} \frac{\partial}{\partial t} \left[(w + h^2) \gamma^2 - \left(P + \frac{h^2}{2} \right) \right] + \frac{1}{r^2} \frac{\partial}{\partial r} [r^2 (w + h^2) \gamma^2 v] = 0, \quad w = \epsilon + P$$

$$\checkmark \quad \frac{1}{c} \frac{\partial}{\partial t} [(w + h^2) \gamma^2 v] + \frac{1}{r^2} \frac{\partial}{\partial r} \left\{ r^2 \left[(w + h^2) \gamma^2 v^2 + \left(P + \frac{h^2}{2} \right) \right] \right\} = \frac{2P}{r}.$$

$$\checkmark \quad \frac{1}{c} \frac{\partial}{\partial t} (\gamma \rho \phi) + \frac{1}{r^2} \frac{\partial}{\partial r} [r^2 \rho \gamma v \phi] = 0, \quad \left(\Leftrightarrow \frac{D\phi}{Dt} = 0 \right) \quad \phi \text{は組成を表す量}$$

$$\checkmark \quad P = (\Gamma(\phi) - 1) (\epsilon - \rho c^2),$$

pulsar wind由来の物質とejecta由来の物質
を区別できるようにする

- 流体計算(Euler法)と同時にLagrange的なtracerを流す
 - Lagrange的に追った流体の物理量を、Emission計算に利用する

Model –Energy distribution & Radiation–

• 粒子のエネルギー進化(Lagrange的)

- $n(E,r)$: 半径 r での非熱的粒子のエネルギー分布

$$\frac{\partial n}{\partial t} + u \frac{\partial n}{\partial r} = \frac{\partial}{\partial E} (Q_{\text{syn}} E^2 n) + \frac{\partial}{\partial E} (Q_{\text{IC}} E^2 n) + \frac{\partial}{\partial E} \left(\frac{c}{3r^2} \frac{d}{dr} (ur^2) En \right) - \frac{c}{r^2} \frac{d}{dr} (ur^2) n$$

対流微分

シンクロトン冷却

逆コンプトン散乱冷却

断熱冷却

体積変化の項

• 放射スペクトルの計算

• シンクロトン放射

- 各点の磁場 $B(r)$ で放射を計算

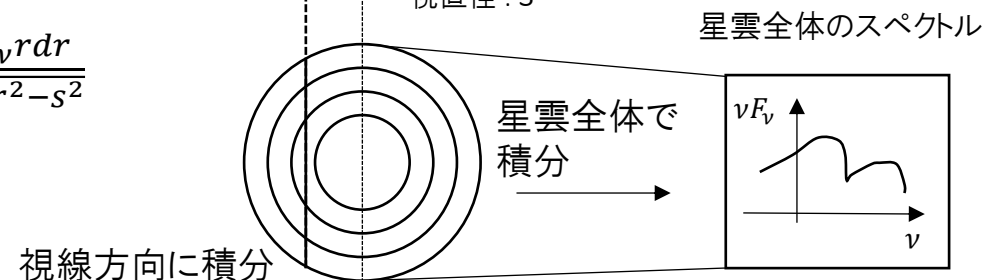
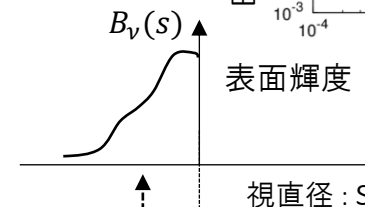
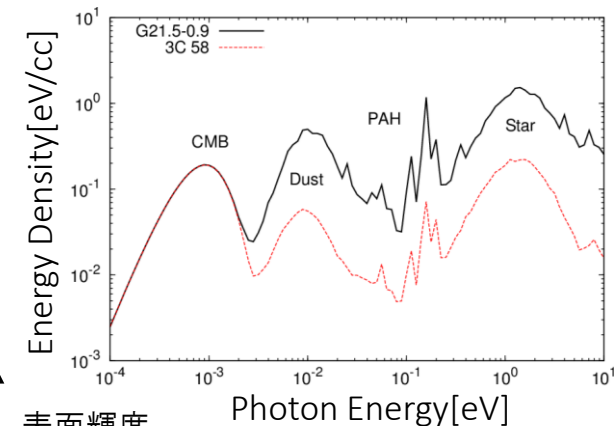
• 逆コンプトン散乱

- 種光子のスペクトルはGALPROPから決定
- SSCはシンクロトン光子を一様に分布させて計算
- Klein-Nishina効果まで考慮して計算

• 観測量

- $n(E,r)$ から単位体積あたりの光度 j_ν が得られる
- Flux: $F_\nu = \frac{1}{4\pi D^2} \int_{r_s}^{r_N} j_\nu 4\pi r^2 dr$
- 表面輝度分布: $B_\nu(s) = 2 \int_{\min(r_s, s)}^{r_N} \frac{j_\nu r dr}{\sqrt{r^2 - s^2}}$

Flow solution given by MHD model



手法

$$L_{\text{sd}} = L_0 \left(1 + \frac{t}{t_0} \right)^{\frac{1+n}{1-n}} \quad L_0 = 3.4 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$$

$$t_0 = 700 \text{ yr} \quad n = 2.51$$

- 対象 : かに星雲

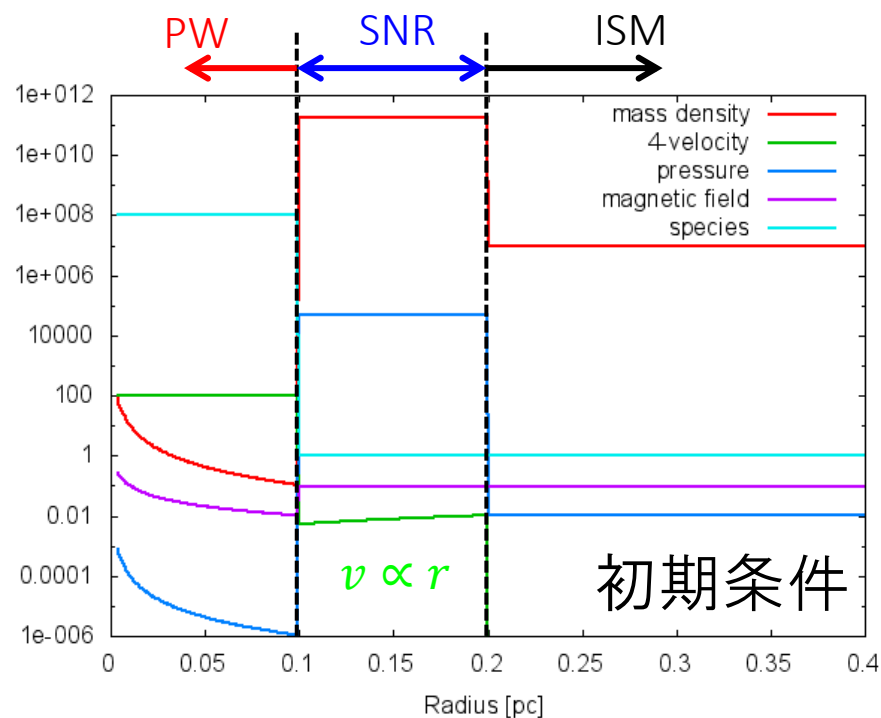
- (計算設定)
1. 現在のかに星雲 ($t_{\text{age}} \sim 950 \text{ yr}$)の終端衝撃波の半径、星雲の大きさを再現
 2. パルサーのSpin-down はBraking indexを用いて計算

時間発展 1D-MHDの計算コードを作成し計算 (HLL + 3rd order MUSCL)

Post-processとして放射計算を行った

- 設定

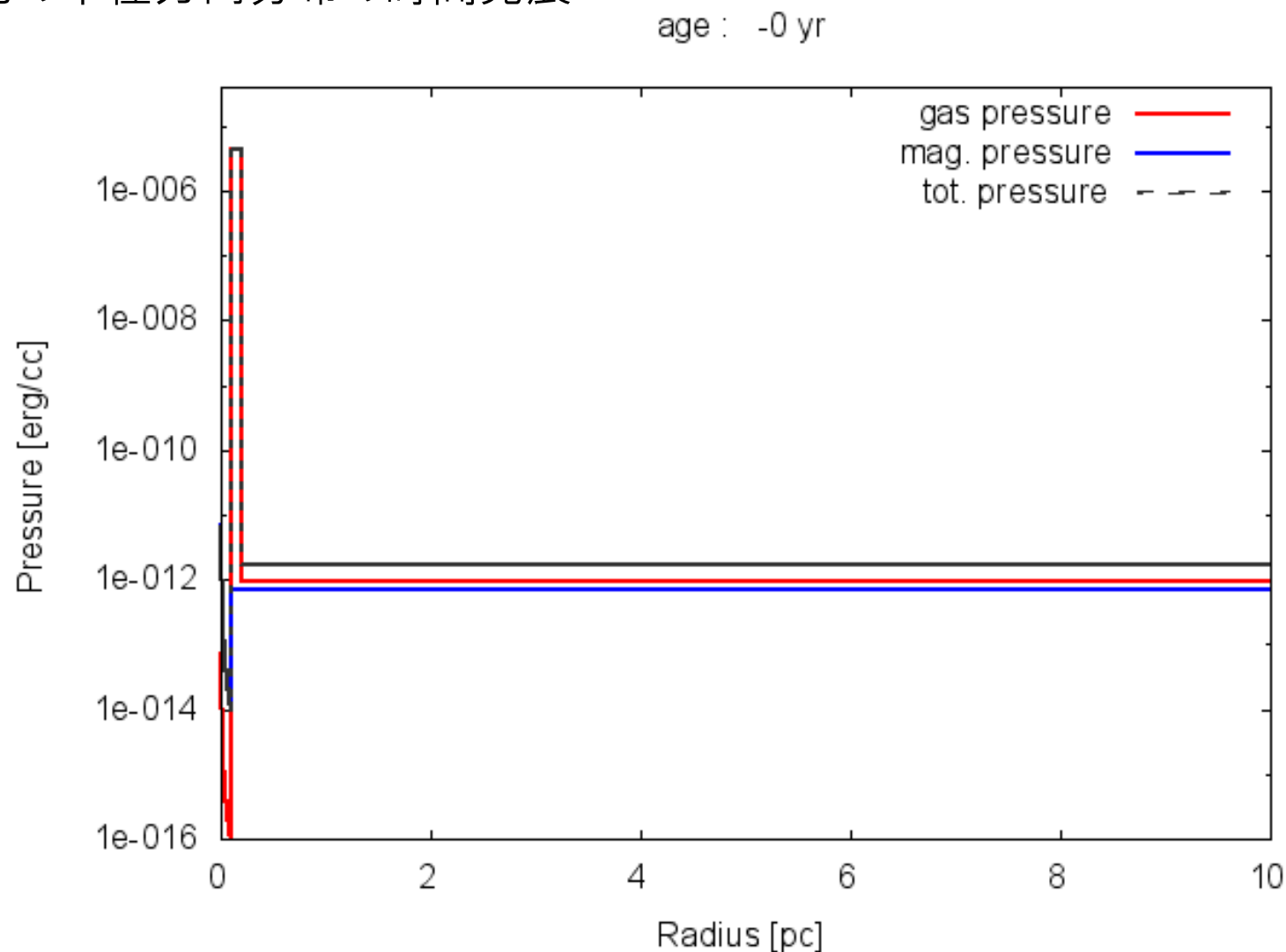
1. SNRの比熱比をPWNと変える (5/3, 4/3)
膨張則を正しく扱うために必要
2. 周囲の超新星残骸も同時に計算
Homologous Expansionするejectaを置く
Mass ... 8.5 Msun
Kinetic Energy ... $5 \times 10^{50} \text{ erg}$
3. パルサー風の初期条件
速度一定のcold wind



Result

計算結果 -時間発展モデル 流体の構造-

- 圧力の半径方向分布の時間発展



KCモデルとの比較 (流体)

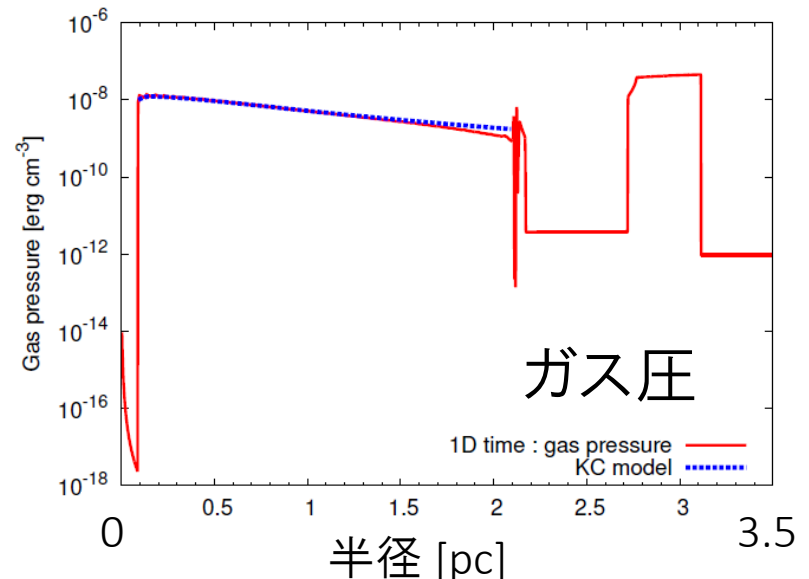
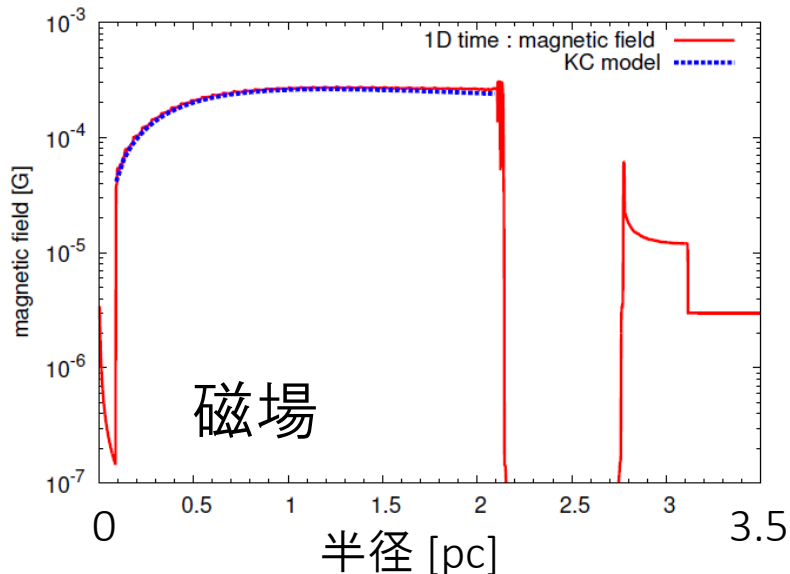
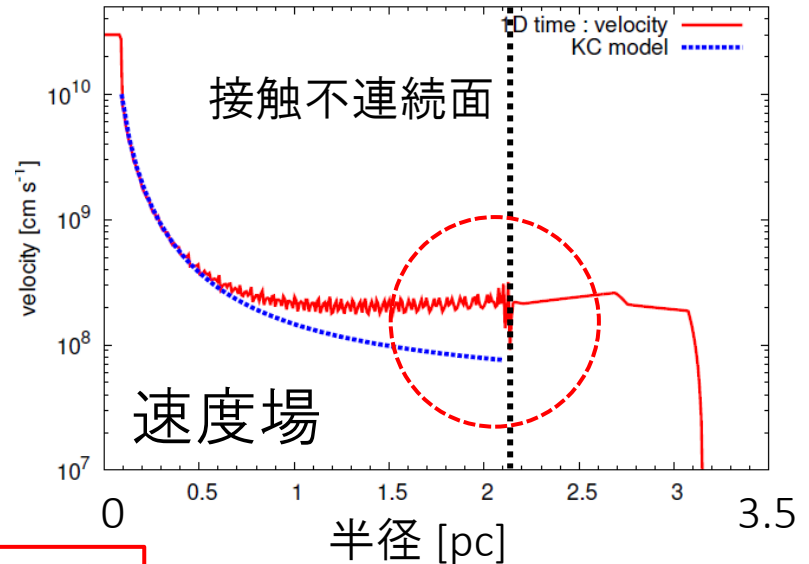
- 定常KCモデルとの比較

950 yrの瞬間での r_s , r_N , L_{sd} を使って計算

磁場・圧力 → 非常に良い一致

速度場 → 接触不連続面付近で数倍ズレ
→ KC modelで考慮していない“外部媒質”の効果

⇒ 流体の構造に対して、定常近似はおおむね良い近似

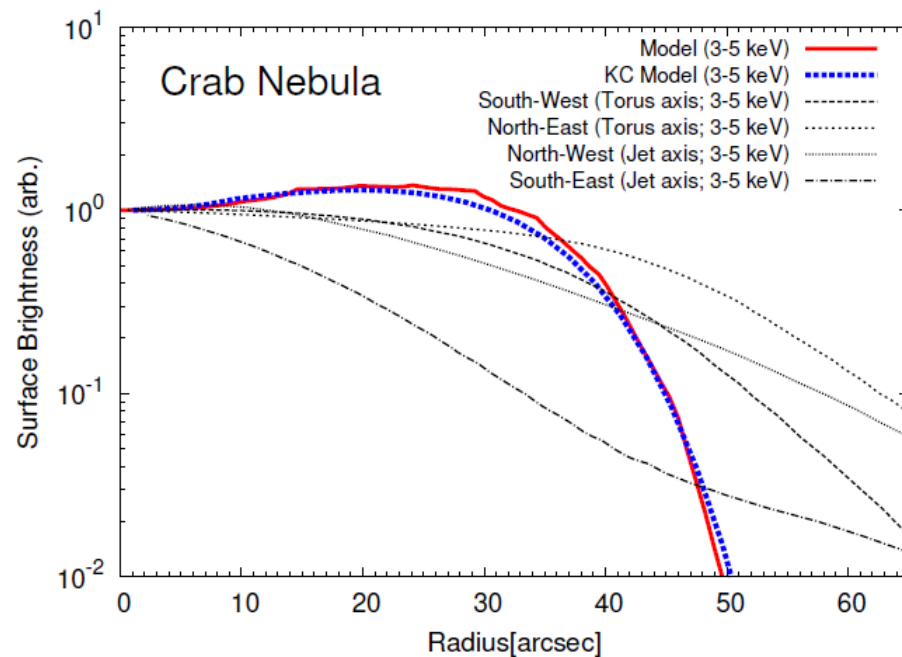
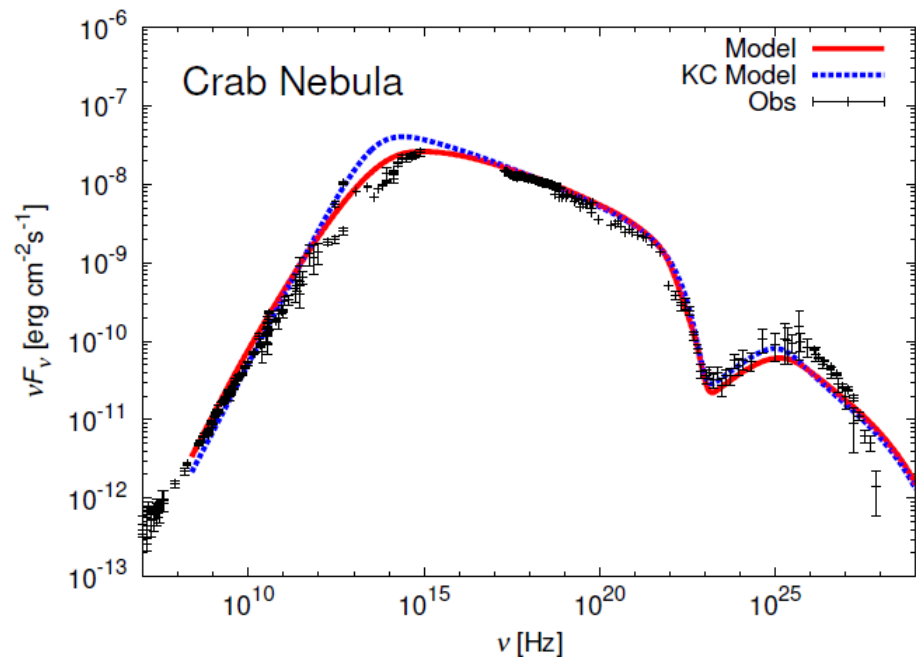


KCモデルとの比較(放射)

- 放射の計算
 - SEDとX線の表面輝度分布を計算
 - 非常によく一致

⇒ 流体構造のみならず、放射までもが定常近似でよい！

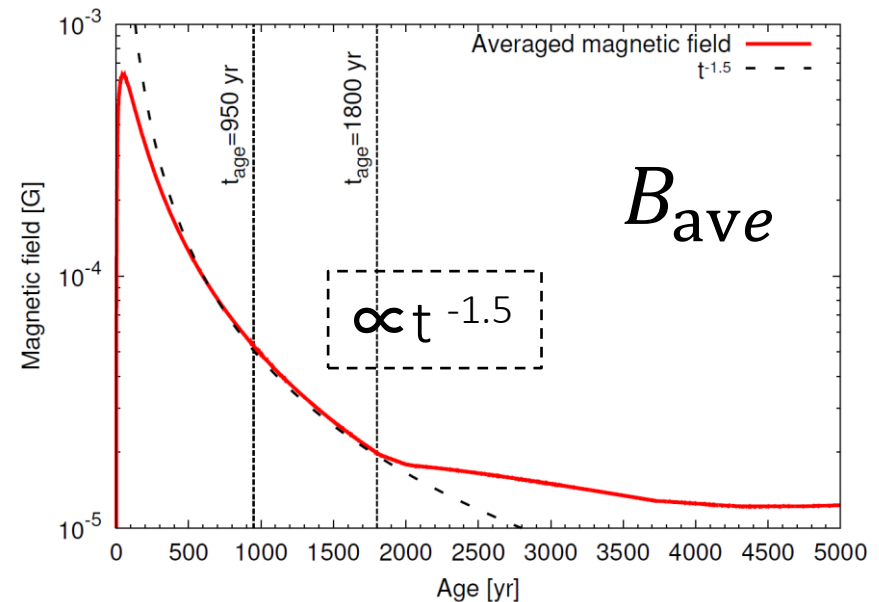
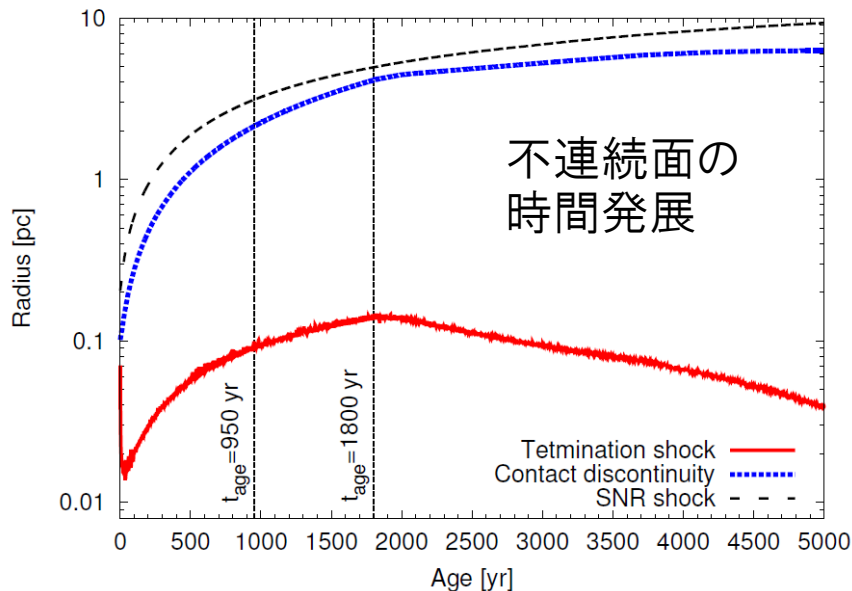
⇒ X線の拡がりの問題は、時間発展の効果を考えてもうまく説明できない...



時間発展

$$\frac{B_{\text{av}}^2}{8\pi} = \int_{r_s}^{r_N} \frac{B(r)^2}{8\pi} 4\pi r^2 dr / \int_{r_s}^{r_N} 4\pi r^2 dr,$$

- 時間スケール
 - 700yr : spin-down luminosityが小さくなり始める
 - 950yr : 現在のかに星雲の年齢
 - 1800yr : 星雲がSNRと相互作用を始める
- 不連続面の進化
 - SNRの進化に大きく影響を受けている
- 平均磁場の進化
 - Tanaka & Takahara (2011) modelを支持？



1-zone modelにおける磁場の取り扱い

例 1: Tanaka & Takahara 2011

$$\frac{4\pi}{3} [R_{\text{PWN}}(t)]^3 \frac{[B(t)]^2}{8\pi} = \int_0^t \eta L(t') dt',$$

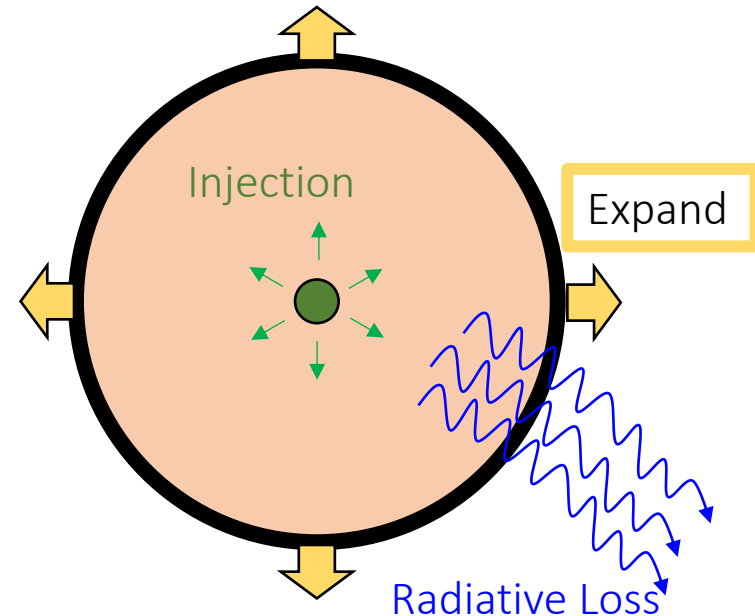
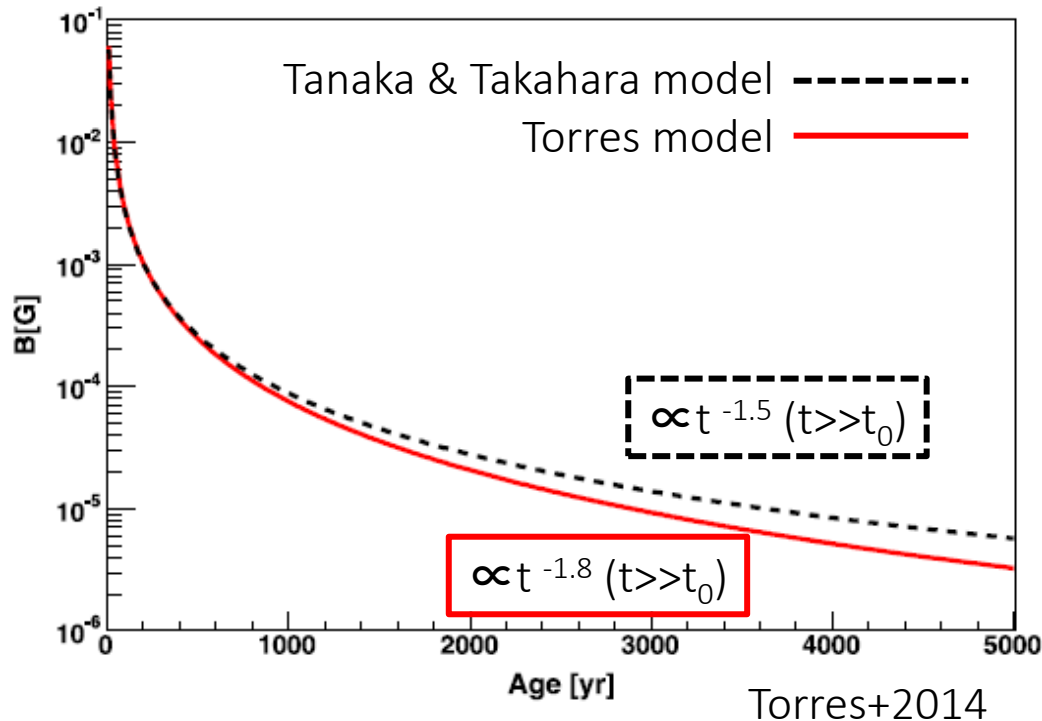
注入された磁場のエネルギーの保存

例 2: Torres+2014

$$W_B = \frac{4\pi}{3} R_{\text{PWN}}^3(t) \frac{B^2(t)}{8\pi}$$

$$(dW_B/dt) = \eta L - \boxed{W_B(dR_{\text{PWN}}/dt)/R_{\text{PWN}}},$$

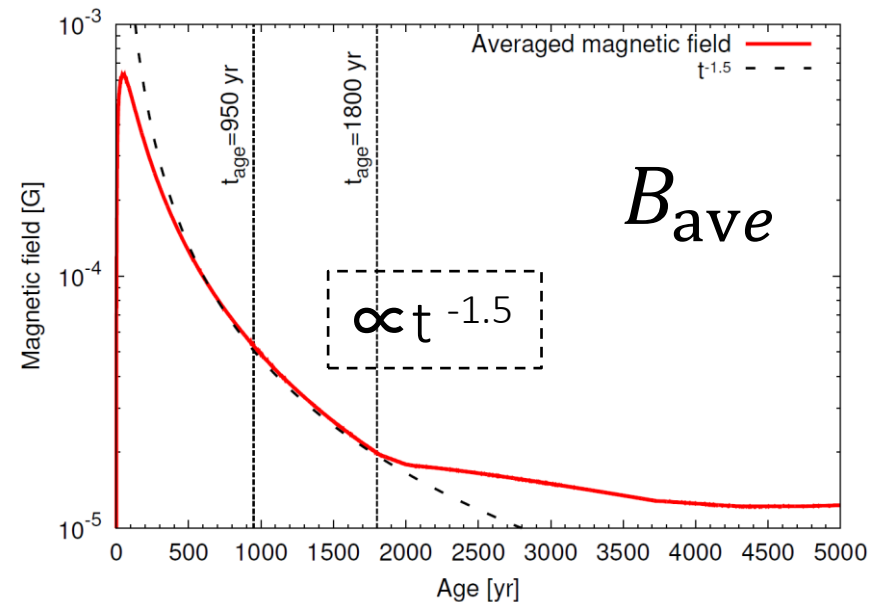
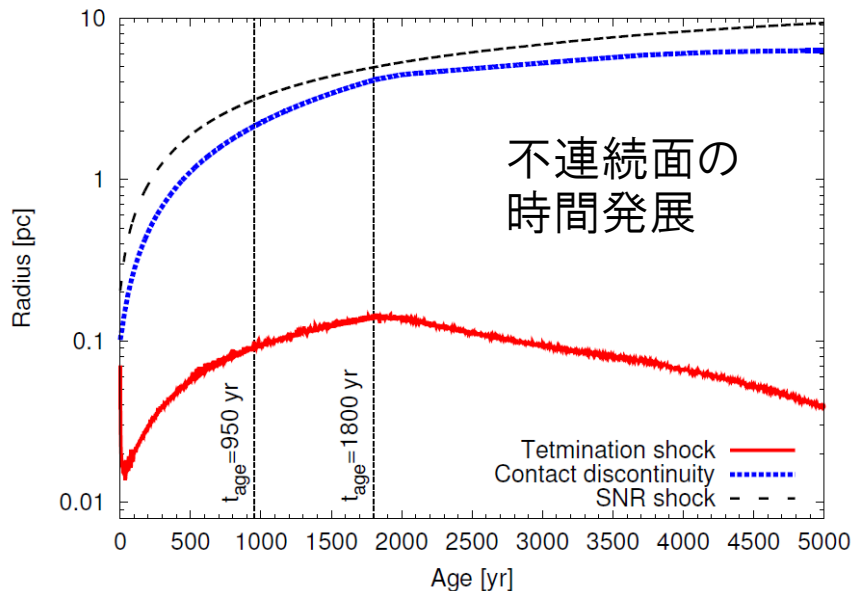
膨張に伴う仕事 (断熱冷却項)



時間発展

$$\frac{B_{\text{av}}^2}{8\pi} = \int_{r_s}^{r_N} \frac{B(r)^2}{8\pi} 4\pi r^2 dr / \int_{r_s}^{r_N} 4\pi r^2 dr,$$

- 時間スケール
 - 700yr : spin-down luminosityが小さくなり始める
 - 950yr : 現在のかに星雲の年齢
 - 1800yr : 星雲がSNRと相互作用を始める
- 不連続面の進化
 - SNRの進化に大きく影響を受けている
- 平均磁場の進化
 - Tanaka & Takahara (2011) modelを支持(?)

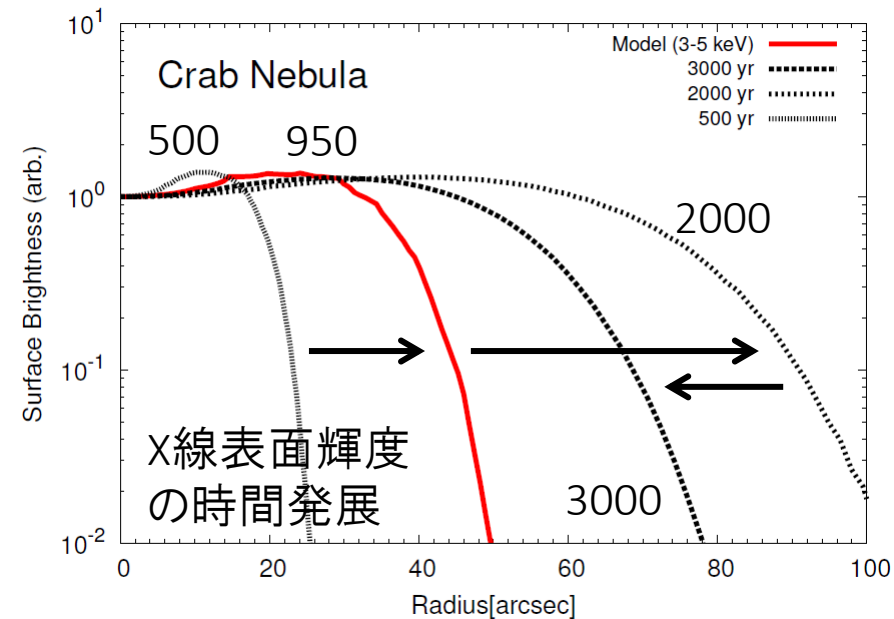
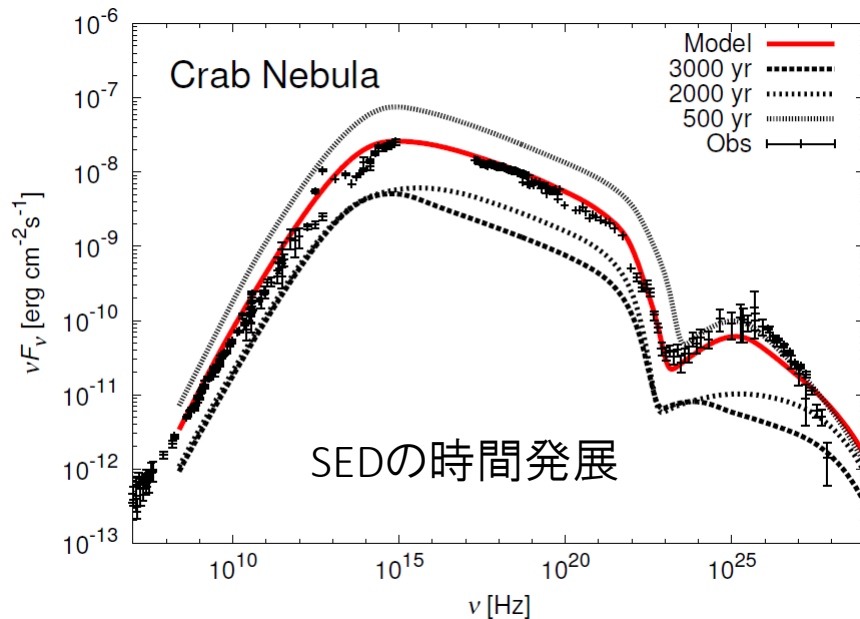
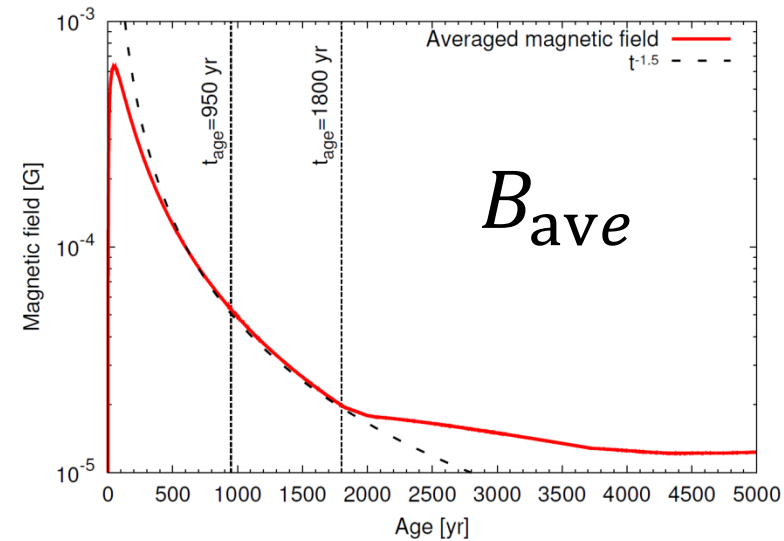


Time-dependent 1D model

• 時間スケール

- 700yr : spin-down luminosityが小さくなり始める
- 950yr : 現在のかに星雲の年齢
- 1800yr : 星雲がSNRと相互作用を始める

- SED : 若いうちは γ 線は早く減光、1800yr以降電波放射は下げ止まる
- X線表面輝度分布 : 1800yrくらいまでは広がり、以降は収縮に転じる



まとめ

- 超新星残骸の進化・中心パルサーの時間発展をとりいれた、パルサー星雲の時間発展・1次元放射モデルを構築し、計算を行った
- 流体構造について、圧力分布・磁場の分布が、定常KCモデルと非常によく一致することを示した。
- 放射計算についても、定常KCモデルと非常によく一致することも示した。
- 星雲がSNRと相互作用するような進化段階まで、1次元モデルの計算を行った。
- 放射スペクトルは、SNRとの相互作用で大きく変わる