# パルサー星雲の時間発展









### 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 : ~ 1% ×  $L_{sd} \ll L_{sd}$
  - 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







#### パルサー星雲の標準描像



Gaensler & Slane (2006)

From Slane's slide (Heisenberg, 2008)

#### パルサー星雲の標準描像



Matheson & Safi-Harb (2004)

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







#### 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





### 時間発展モデル



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

- 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-



視線方向に積分

手法

$$L_{\rm sd} = L_0 \left( 1 + \frac{t}{t_0} \right)^{\frac{1+n}{1-n}} \qquad L_0 = 3.4 \times 10^{39} \, {\rm erg \, s^{-1}}$$
$$t_0 = 700 \, {\rm yr} \qquad n = 2.51$$

対象:かに星雲

(計算設定) 1. 現在のかに星雲 (t<sub>age</sub>~950 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 + 3<sup>rd</sup> order MUSCL)

Post-processとして放射計算を行った

- 設定
- 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 ... 5×10<sup>50</sup> erg
- 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

age: -0 yr









## 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慮してもうまく説明できない...



#### 時間発展

$$\frac{B_{\rm av}^2}{8\pi} = \int_{r_{\rm s}}^{r_{\rm N}} \frac{B(r)^2}{8\pi} 4\pi r^2 dr \bigg/ \int_{r_{\rm s}}^{r_{\rm N}} 4\pi r^2 dr,$$

- 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

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

注入された磁場のエネルギーの保存

例 2: Torres+2014

$$W_B = \frac{4\pi}{3} R_{PWN}^3(t) \frac{B^2(t)}{8\pi}$$
$$(dW_B/dt) = \eta L - \frac{W_B(dR_{PWN}/dt)/R_{PWN}}{R_B},$$

膨張に伴う仕事(断熱冷却項)



#### 時間発展

$$\frac{B_{\rm av}^2}{8\pi} = \int_{r_{\rm s}}^{r_{\rm N}} \frac{B(r)^2}{8\pi} 4\pi r^2 dr \bigg/ \int_{r_{\rm s}}^{r_{\rm N}} 4\pi r^2 dr,$$

- 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







放射の時間発展





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



### "Magnetar"-like case (Preliminary)

- せっかく時間発展モデルを計算できるようになったので…
  - 非常に回転制動が強いパルサーのパルサー星雲を計算
  - 初期段階のうちに、エネルギーを星雲へ一気に注入することになる
- パラメータ
  - SN ejecta / ISM
    - +  $M_{ej}{=}5.0~M_{sun}$  ,  $E_{ej}{=}10^{51}~erg$  ,  $\rho_{ISM}{=}1\,/cc\,\times\,m_{p}$  ,
  - Spin-down property
    - $L_0 = 10^{41} \text{ erg}$ ,  $t_0 \sim 30 \text{ yr}$ ,  $L_0 t_0 = 10^{50} \text{ erg}$
  - Pulsar wind property
    - σ=10<sup>-4</sup> , Γ=10<sup>5</sup>
- SNRによる吸収は入れていない

#### Basic equations (w/ synchrotron cooling)

• 球対称・トロイダル磁場・理想MHDのMHD方程式系+組成+冷却

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

$$\checkmark \frac{1}{c} \frac{\partial}{\partial t} \left[ \left( \frac{h}{r} \right) \gamma \right] + \frac{1}{r^2} \frac{\partial}{\partial r} \left[ r^2 \left( \frac{h}{r} \right) \gamma v \right] = 0, \quad h = B_0 / \sqrt{4\pi} \quad \overleftarrow{\mathsf{FD4}} \mathbf{A} \mathbf{A} \mathbf{A}$$

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

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

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

$$\land P = (\Gamma(\phi) - 1) \left( \epsilon - \rho c^2 \right), \qquad \Lambda = \frac{\rho}{m} \times \frac{4}{3} \sigma_T c \langle \gamma \rangle^2 \frac{B_0^2}{8\pi}, \quad \langle \gamma \rangle \sim \frac{3p}{\rho c^2}$$

- 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

# 結果(流体構造)

Cooling termが、流体構造に及ぼす影響

Cooling なし	Coolingあり
g 20 - 9.000	

## 結果(流体構造)

Cooling termが、流体構造に及ぼす影響

#### Cooling なし

#### Cooling あり



## 不連続面の進化

• Cooling termが、不連続面の進化に及ぼす影響



## 結果(平均磁場の時間進化)

Cooling termが、磁場の進化に及ぼす影響







age: 99.3 yr

結果 (synchrotoron)

• 60yrの場合についての計算結果 (Lsdは60yrのときの値)



結果 (Coolingの効果)

• 表面輝度分布の違い



#### 気になること

- 通常のPWNで観測される電波の輝度分布
  - 電波のトーラス形状は見当たらない
- 若いPWNでも同じような計算をやってみる?
  - 同じようなfeatureが見えたとしたら
    - → oの変化? 磁場の構造?



