Proprietà fisiche del Mezzo Interstellare Diffuso

Lezione ISM 3
G. Vladilo

Il Mezzo Interstellare come laboratorio di fisica

- Fisica delle basse densità
  - Il vuoto più spinto
    - Nell'aria a P~1 bar ci sono ~ 3×10^{19} molecole per cm^3
    - Nel "vuoto" che si riesce a ottenere in laboratorio possono ancora esserci circa ~10^9 molecole per cm^3
    - Nel mezzo interstellare della Via Lattea c'è mediamente ~1 atomo di idrogeno per cm^3
    - Nelle fasi meno dense (più calde) del mezzo interstellare la densità è di circa 10^{-2} o 10^{-3} atomi cm^{-3}
- Fisica delle alte energie
  - Accelerazione di raggi cosmici a velocità relativistiche
  - Collisioni di raggi cosmici con protoni in nubi interstellari

Cenni sullo
stato fisico del mezzo interstellare diffuso

Principi fisici del mezzo interstellare
Processi di riscaldamento e raffreddamento del gas
Cenni sui modelli del mezzo interstellare

Principi fisici del mezzo interstellare

- Il mezzo interstellare si trova generalmente lontano dall'equilibrio termodinamico
  - Non vale, in generale, la distribuzione di Boltzmann della popolazione dei livelli energetici

    Problema nella definizione della temperatura di eccitazione

$$\frac{n_u}{n_l} = \frac{g_u}{g_l} e^{-\frac{\Delta E_{ul}}{kT}}$$

  - Non vale, in generale, la distribuzione di Saha degli stati di ionizzazione

    Problema nella definizione della temperatura di ionizzazione

- Il campo di radiazione interstellare è lontano dall'equilibrio termico
  - La distribuzione energetica ha un picco a ~2000 Å ⇒ $T_{colore} \sim 10^4$ K
  - La densità di energia è però molto bassa ~ 1 eV cm^{-3} ⇒ 3 K

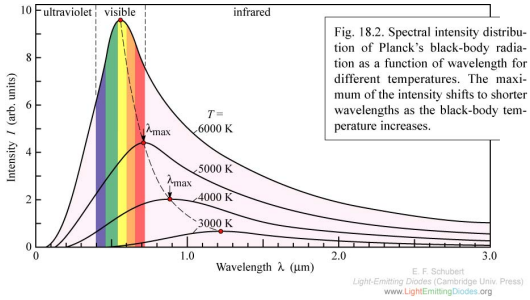


Fig. 18.2. Spectral intensity distribution of Planck's black-body radiation as a function of wavelength for different temperatures. The maximum of the intensity shifts to shorter wavelengths as the black-body temperature increases.

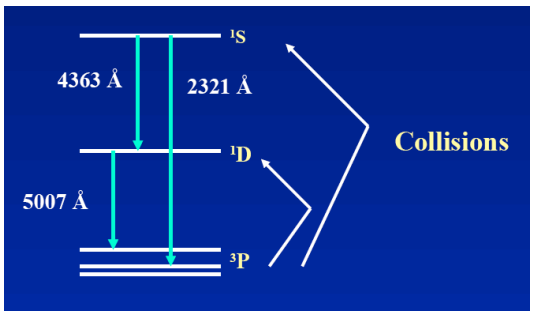
E. F. Schubert
Light-Emitting Diodes (Cambridge Univ. Press)
www.LightEmittingDiodes.org

  - Non si può fare affidamento sulla distribuzione di Planck
    Problema nella definizione della temperatura di radiazione

Perchè il mezzo interstellare non è in equilibrio termico

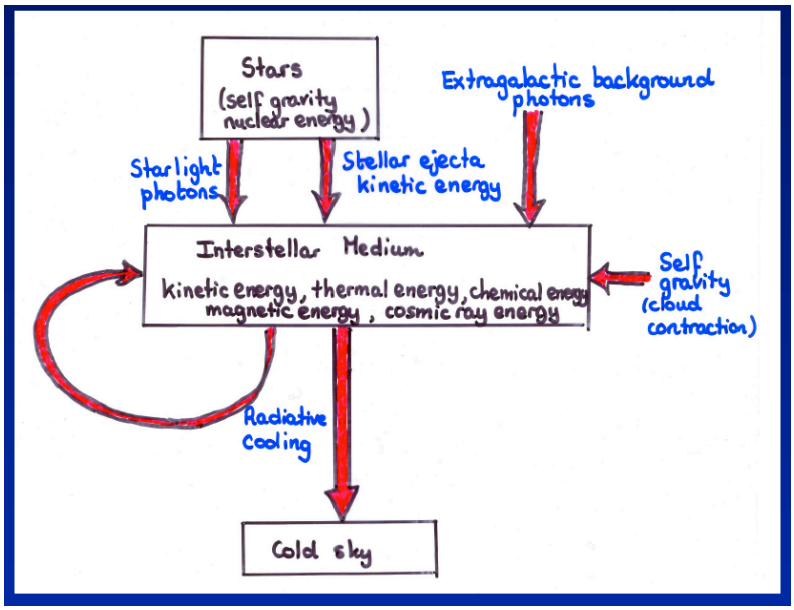
- L'equilibrio termodinamico richiede un bilancio dettagliato
  Ogni processo e il suo processo inverso dovrebbero verificarsi con uguale frequenza

- Spesso questo non succede nel mezzo interstellare
  Ad esempio l'eccitazione collisionale può essere seguita da decadimento radiativo (anzichè diseccitazione collisionale) a causa della bassa densità del mezzo



Perchè il mezzo interstellare non è in equilibrio termico

- I flussi di energia tra stelle, ISM e mezzo intergalattico fanno sì che il sistema sia fuori dall'equilibrio

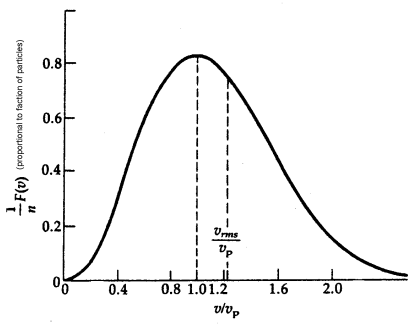


Distribuzione delle velocità

- Nonostante la mancanza di equilibrio termodinamico, l'energia cinetica delle particelle del gas interstellare si distribuisce, in generale, abbastanza bene
  - Le collisioni elastiche sono abbastanza frequenti da termalizzare la distribuzione delle velocità

$$f(v) \propto e^{-\left[\frac{v}{(2kT/m)}\right]^2}$$

- Vale, in generale, la distribuzione di Maxwell delle velocità
  - La temperatura cinetica è pertanto ben definita



La temperatura del mezzo interstellre

In conclusione

- La temperatura cinetica può deviare considerevolmente dalle temperature di eccitazione e di ionizzazione
  - Queste ultime non sono indicative, nella misura in cui non valgono le distribuzioni di Boltzmann, degli stati di eccitazione, e di Saha, dei livelli di ionizzazione
- In generale si usa la temperatura cinetica, che è ben definita, come indicatore della temperatura del gas
  - Grazie al fatto che generalmente vale la distribuzione maxwelliana delle velocità

Densità di energia nel mezzo interstellare locale

Termica $u_{th} = 3/2\ p$	$u_{th} \approx 0.4$ eV cm^{-3}	Assumendo $p/k = 3000$ K cm^{-3}
Idrodinamica $u_{hydro} = 1/2\ \rho\ \langle v^2 \rangle$	$u_{hydro} \approx 0.18$ eV cm^{-3}	Assumendo n_H=1 cm^{-3} v_{rms}= 5 km s^{-1}
Magnetica $u_{magn} = B^2/8\pi$	$u_{magn} \approx 0.22$ eV cm^{-3}	Assumendo B = 3 μG
Campo di radiazione stellare	$u_{*} \approx 0.5$ eV cm^{-3}	Debolmente accoppiata all'energia termica
Raggi cosmici	$u_{cr} \approx 0.8$ eV cm^{-3}	Debolmente accoppiata all'energia idrodinamica
Radiazione di fondo cosmica	$u_{CBR} \approx 0.25$ eV cm^{-3}	Sostanzialmente disaccoppiata dagli altri tipi di energia

Stato di ionizzazione nel gas interstellare

- Il calcolo dello stato di ionizzazione dei metalli è in principio abbastanza complesso
  - Ammettendo che ci sia equilibrio tra processi di ionizzazione e di ricombinazione bisogna scrivere un'equazione in cui si eguagliano i tassi di ionizzazione con quelli di ricombinazione
  - Tale equazione avrà una dipendenza dal campo di radiazione, per via dei processi di fotoionizzazzione, e una dipendenza dai parametri fisici, in quanto i coefficienti di ricombinazione e ionizzazione collisionale dipendono dallo stato fisico del gas

$$\frac{n(\mathrm{X}^{i+1})}{n(\mathrm{X}^{i})} = \frac{\Gamma_i + C_i(T)\, n_e}{\alpha_{i+1}(T)\, n_e}$$

Stato di ionizzazione dei metalli nel gas interstellare

- Nella pratica, nelle regioni HI, si può predire in maniera semplice lo stato di ionizzazione dominante
  - Trascurando la ionizzazione collisionale
  - Considerando i potenziali di ionizzazione d'interesse

$$\frac{n(\mathrm{X}^{i+1})}{n(\mathrm{X}^{i})} = \frac{\Gamma_i + C_i(T)\, n_e}{\alpha_{i+1}(T)\, n_e}$$

Stato di ionizzazione dei metalli nelle regioni HI

- Nelle regioni HI gas opaco a fotoni con hν > 13.6 eV
  - Metalli con potenziale di ionizzazione ≥ 13.6 eV sono prevalentemente neutri
    - NI, OI, …
- Fotoni stellari con hν < 13.6 penetrano le regioni HI
  - Metalli con primo potenziale di ionizzazione < 13.6 eV sono fotoionizzati
  - Se il secondo potenziale di ionizzazione > 13.6 eV, allora lo stato dominante è quello una volta ionizzato
    - CII, MgII, SiII, … FeII … etc.
- Le osservazioni confermano la validità di queste approssimazioni
  - Esempi
    - MgII/MgI >> 1, FeII/FeI >> 1, etc…

Z	Element	I	II
1	H	13.598	
2	He	24.587	54.416
3	Li	5.392	75.638
4	Be	9.322	18.211
5	B	8.298	25.154
6	C	11.260	24.383
7	N	14.534	29.601
8	O	13.618	35.116
9	F	17.422	34.970
10	Ne	21.564	40.962
11	Na	5.139	47.286
12	Mg	7.646	15.035
13	Al	5.986	18.828
14	Si	8.151	16.345
15	P	10.486	19.725
16	S	10.360	23.33
17	Cl	12.967	23.81
18	Ar	15.759	27.629
19	K	4.341	31.625
20	Ca	6.113	11.871
21	Sc	6.54	12.80
22	Ti	6.82	13.58
23	V	6.74	14.65
24	Cr	6.766	16.50
25	Mn	7.435	15.640
26	Fe	7.870	16.18
27	Co	7.86	17.06
28	Ni	7.635	18.168
29	Cu	7.726	20.292
30	Zn	9.394	17.964

Cenni sui processi di riscaldamento e raffreddamento nel Mezzo Interstellare

- Processi di riscaldamento del gas
  - Acquisizione di energia cinetica da parte di ioni, atomi e molecole
- Processi di raffreddamento del gas
  - Perdita di energia cinetica da parte di ioni, atomi e molecole

Processi di riscaldamento del gas interstellare

- Generalmente dovuti a particelle con velocità superiori alla media termica, tipicamente elettroni
  - Tali particelle vengono termalizzate mediante interazioni elastiche Coulombiane con elettroni termici

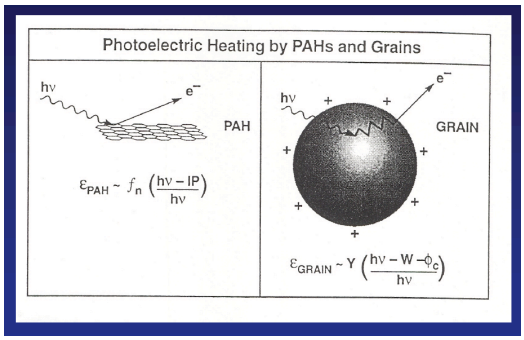
- Possono essere così suddivisi:
  - Processi stazionari
    - Avvengono su scala microscopica
      Interazioni in cui sono coinvolti particelle e fotoni
  - Processi non stazionari
    - Avvengono su scala macroscopica
      Feedback di eventi stellari sul mezzo interstellare
      L'energia viene redistribuita alle particelle

Processi stazionari di riscaldamento del gas

- Processi microscopici
  - Emissione fotoelettrica dai grani di polvere
  - Ionizzazione di atomi nel gas seguita da emissione di un elettrone energetico
    - Ionizzazione da raggi cosmici
    - Fotoionizzazione da raggi UV e soft-X
  - Riscaldamento chimico

Processi stazionari di riscaldamento del gas

- Emissione fotoelettrica dai grani di polvere
  - La radiazione stellare UV rimuove elettroni dai grani di polvere
    - Tali elettroni mantengono una frazione considerevole dell'energia del fotone incidente
  - È uno dei meccanismi di riscaldamento interstellare più efficienti
- Emissione fotoelettrica da molecole organiche complesse
  - Per esempio dai Polyciclic Aromatic Hydrocarbons (PAHs)
  - Processo importante solo dove tali molecole sono abbondanti



Processi stazionari di riscaldamento del gas

- Altri processi microscopici (in ordine decrescente di importanza)

  - Ionizzazione di atomi/ioni nel gas ed emissione di un elettrone energetico
    - Ionizzazione da raggi cosmici

      $p + HI \rightarrow p + p + e$
    - Fotoionizzazione da raggi UV e soft-X

      $h\nu + X^i \rightarrow X^{i+1} + e$

  - Riscaldamento chimico
    - Reazioni chimiche interstellari che rilasciano i propri prodotti di reazione con una certa energia cinetica
    - Formazione di molecole H_2 sulla superficie dei grani di polvere

      La formazione è fortemente esoterma e parte dell'energia viene trasformata in energia cinetica della molecola che lascia il grano di polvere

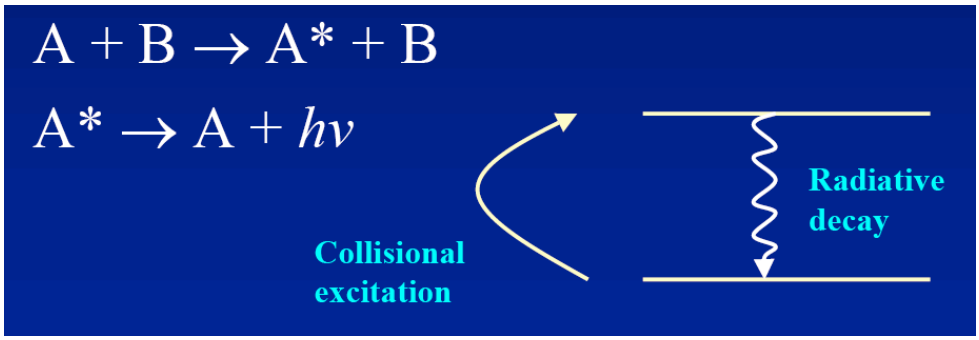
Processi non stazionari di riscaldamento del gas

- Processi macroscopici
  - Esplosioni di supernove
    - L'interazione con il mezzo interstellare avviene in tre fasi
      Fase di espansione libera, Fase adiabatica, Fase isoterma ("snowplough")
  - Venti di stelle calde
- Tali processi trasferiscono energia cinetica agli ioni, atomi e molecole interstellari mediante onde d'urto ("shocks") e turbolenza
  - Si tratta sostanzialmente di processi di ionizzazione collisionale seguita dalla termalizzazione dell'elettrone emesso

- Oltre a processi puramente idrodinamici, esistono anche processi magneto-idrodinamici

Processi di raffreddamento del gas interstellare

- Eccitazione collisionale di atomi + emissione di un fotone
  - Principale processo di raffreddamento nel gas neutro o parzialmente ionizzato
    - Le collisioni tra elettroni e altre particelle sono la principale fonte di eccitazione collisionale
    - L'eccitazione collisionale causata da atomi di idrogeno può diventare importante quando la densità elettronica è bassa



Processi di raffreddamento del gas interstellare

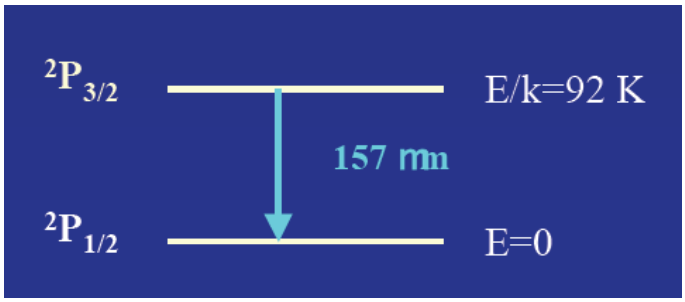
- Condizioni affinchè i processi di raffreddamento siano efficienti
  - Collisioni frequenti
    - Densità abbastanza alta di particelle interagenti
  - Energia di eccitazione ≤ energia cinetica termica
    - La temperatura cinetica dev'essere abbastanza alta da causare l'eccitazione
  - Alta probabilità di eccitazione durante la collisione
  - Emissione del fotone prima della successiva collisione
  - Trasparenza del mezzo al fotone emesso
    - Gas otticamente sottile per la riga in emissione

Processi di raffreddamento del gas interstellare

- Eccitazione collisionale di atomi + emissione di un fotone
  - Alle alte temperature
    - Eccitazione di livelli elettronici di atomi/ioni
    - A $T \sim 10^4$ K principale agente di raffreddamento è la Lyα
  - Alle basse temperature
    - Eccitazione di livelli di struttura fina di atomi/ioni
    - Il principale agente di raffreddamento è la riga di struttura fine del CII a λ=157 μm

Raffreddamento alle basse temperature

- Perchè CII è un agente di raffreddamento ottimale
  - Il carbonio è un elemento abbondante
  - Il CII è lo stato di ionizzazione dominante del carbonio in nubi fredde
  - La separazione dei livelli di struttura fine $\Delta E/k=92$ K
    - Abbastanza grande da assorbire energia in ogni collisione
    - Abbastanza piccola da eccitarsi collisionalmente a $T \sim 50$-100 K



Modelli del mezzo interstellare diffuso

- Come fanno a coesistere i diversi tipi di gas interstellare la cui esistenza è dimostrata dalle osservazioni?
  - Per rispondere a questa domanda accenniamo ai modelli dello stato fisico del mezzo diffuso
- I modelli dello stato fisico si ottengono tenendo in conto dei processi di riscaldamento e raffreddamento del mezzo interstellare
  - A tal scopo andiamo ad introdurre la funzione di riscaldamento, Γ, e la funzione di raffreddamento, Λ
  - L'input di energia termica per unità di volume e di tempo, $\Gamma - \Lambda$, deve uguagliare l'aumento di energia termica più il lavoro fatto dal gas

Funzione di riscaldamento

Γ: energia cinetica acquisita dal gas per unità di volume e unità di tempo [erg cm^{-3} s^{-1}]

Può essere stazionaria o variabile con il tempo

A seconda di quali siano i processi di riscaldamento dominanti

I processi microscopici solitamente stazionari

I processi macroscopici tipicamente impulsivi

Funzione di raffreddamento

Λ: energia ceduta dal gas per unità di volume e unità di tempo [erg cm^{-3} s^{-1}]

Funzione della temperatura, struttura di ionizzazione, densità e composizione chimica del gas

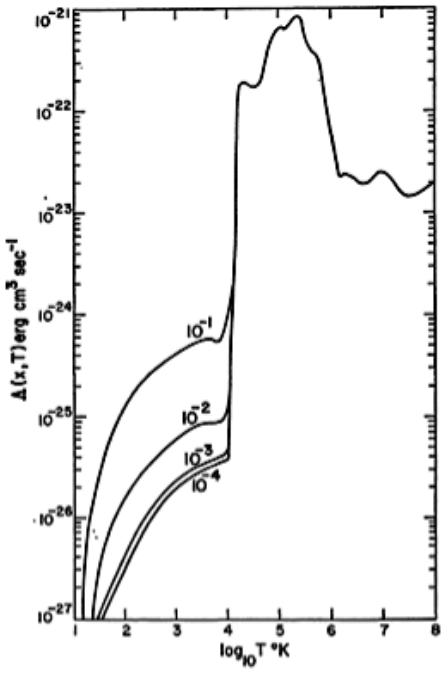
Nel gas parzialmente ionizzato l'efficienza aumenta con il grado di ionizzazione

L'efficienza aumenta con la metallicità

Il raffreddamento non è efficiente a temperature "coronali"

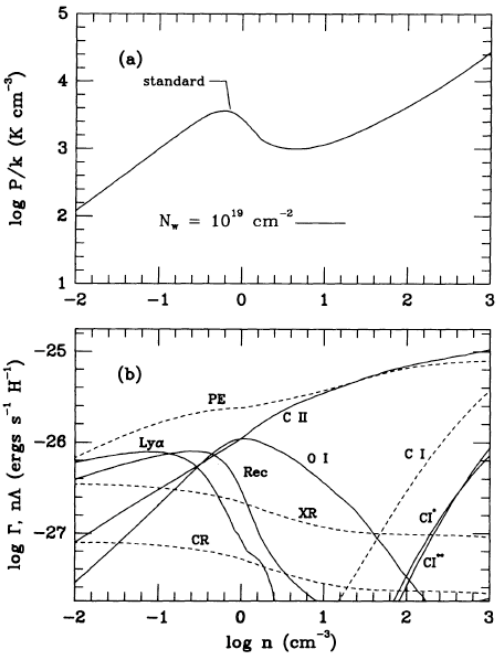
Il gas totalmente ionizzato si raffredda molto lentamente

Quando il gas coronale viene creato, può continuare ad esistere per lungo tempo senza nuove sorgenti di riscaldamento



Modello a due fasi

- Bilancio tra processi di riscaldamento e raffreddamento
  - Considerando solo processi di riscaldamento stazionari
- Equilibrio termico
  - Si cerca T tale che $\Gamma = \Lambda$



- Per una pressione P/k ~ 3000 K cm^{-3} si ottengono
  - due soluzioni stabili
    - Cold neutral gas, T~50 K
    - Warm neutral gas, T~ 8000 K
  - una soluzione instabile
    - T ~ 1000 K

Modello a due fasi

- Importanza storica
  - Spiega perchè distinte regioni del mezzo interstelare diffuso possono coesistere in equilibrio di pressione
    - Field, Goldsmith & Habing (1969)
- Limitazioni
  - Non include gas a temperature > 10^4 K
    - Sappiamo però che esiste
      - Righe OVI, emissione soft X, …
  - Il modello non tiene in conto degli effetti idrodinamici delle esplosioni delle supernove
    - Tali effetti distruggono rapidamente il mezzo interstellare a due fasi
  - Necessità di un modello a 3 fasi

Modello di McKee & Ostriker (1977)
gas nel disco Galattico
non si considera la componente molecolare

Rivisitazione del modello a 3 fasi: Cox (2005)

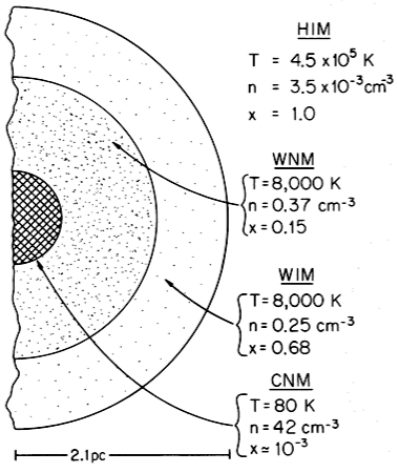
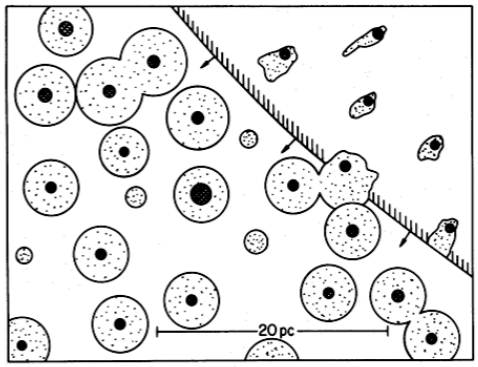


FIG. 1

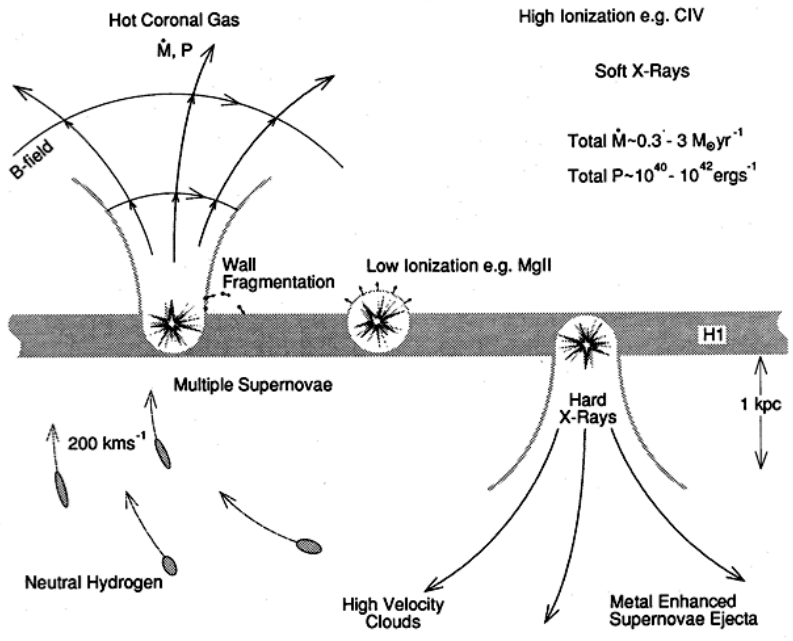


A CLOSE UP VIEW

FIG. 2

FIG. 1.—Cross section of a characteristic small cloud. The crosshatched region shows the cold core, which gives the usual optical absorption lines. Next is the warm neutral medium (WNM) with ionization produced by soft X-ray background. The outer layer (WIM) is gas largely ionized by stellar UV background. Typical values of hydrogen density n, temperature T, and ionization $x = n_e/n$ are shown for each component, except that a higher than average value of the soft X-ray flux has been assumed in order to produce a significant amount of WNM at this pressure.

FIG. 2.—Small-scale structure of the interstellar medium. A cross section of a representative region 30 pc × 40 pc in extent is shown, with the area of the features being approximately proportional to their filling factors. A supernova blast wave is expanding into the region from the upper right. The radius of the neutral cores of the clouds (represented by crosshatching) ranges from about 0.4 to 1 pc in this small region; all the clouds with cores have warm envelopes (*dotted regions*) of radius $a_w \sim 2.1$ pc. A few clouds are too small to have cores. The envelopes of clouds inside the SNR are compressed and distorted.

Modello di fontana Galattica
Norman & Ikeuchi (1989)

- Interazione tra il disco e l'alone della Galassia