

# Proprietà fisiche del Mezzo Interstellare

Lezione ISM 2

G. Vladilo

Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

1

## Il Mezzo Interstellare come laboratorio di fisica

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

Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

2

## Il Mezzo Interstellare come laboratorio astrofisico

- Effetti di “feedback” stellare
  - Campi di radiazione
    - Fotoionizzazione da stelle calde
  - Shocks collisionali
    - Venti stellari
    - Esplosioni di supernove
- Lo studio dei processi fisici interstellari sono propedeutici allo studio del mezzo intergalattico
  - A loro volta, gli studi del mezzo intergalattico sono fondamentali in cosmologia

- Brevi cenni introduttivi su
  - Processi fisici in regioni circumstellari
  - Processi fisici nel mezzo interstellare diffuso

L'enfasi del presente corso è sul mezzo interstellare diffuso

## Nubi fotoionizzate

- **Nebulose di emissione**
  - Regioni HII
    - Esempio classico di fotoionizzazione stellare
    - Stella centrale massiccia, tipicamente di tipo OB

Esempio: NGC 604



- **Nebulose planetarie**
  - Stella centrale in una fase finale della propria evoluzione
  - Fotoionizzazione del materiale circumstellare espulso dalla stella durante le precedenti fasi evolutive

Esempio: NGC 7293



Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

5

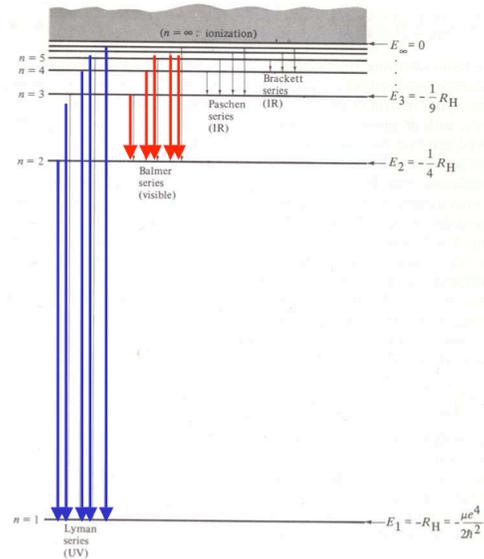
- **Parametri fisici tipici delle regioni HII circumstellari**
  - Si ricavano da studi di righe in emissione di cui mostreremo alcuni esempi
  - $T \sim 10^4$  K
  - $n \sim 0.1 \dots 10^4 \text{ cm}^{-3}$
  - Associate a regioni di formazione stellare e nubi molecolari
- **Diamo un cenno introduttivo sui processi fisici**
  - Vedere libro di Osterbrock

Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

6

## Diagnostici osservativi delle regioni HII

- **Righe di ricombinazione**
  - Diseccitazione radiativa successiva alla ricombinazione
    - I livelli elettronici atomici non riescono a essere popolati per collisioni
    - Sono popolati mediante processi di ricombinazione
  - Esempi
    - Riga H $\alpha$   $\lambda 6563 \text{ \AA}$
    - Riga HeI  $\lambda 5876 \text{ \AA}$
- I fotoni del continuo di Lyman e della serie di Lyman sono riassorbiti e non emergono dalla nebula



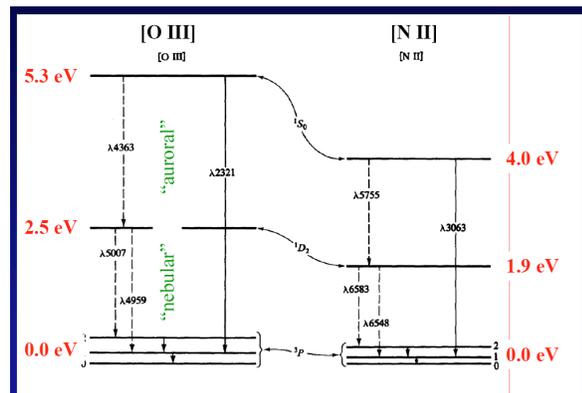
Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

7

## Diagnostici osservativi delle regioni HII

- **Transizioni proibite**
  - Collisioni tra elettroni e ioni eccitano livelli di bassa energia degli ioni
    - La diseccitazione radiativa di tali livelli ha una bassa probabilità di transizione (righe proibite)
    - Alle basse densità di tali regioni la probabilità di transizione radiativa è comunque più alta della diseccitazione collisionale
  - Il gas è trasparente per tali transizioni
  - Esempi
    - [OIII]  $\lambda\lambda 4959, 5007 \text{ \AA}$
    - [NII]  $\lambda\lambda 6548, 6583 \text{ \AA}$

– Livelli di struttura fina  
 Accoppiamento tra momenti orbitali e spin nello schema LS  
 – Esempio di O<sup>++</sup>  
 $^3P_0, ^3P_1, ^3P_2, ^1D_2, ^1S_0$



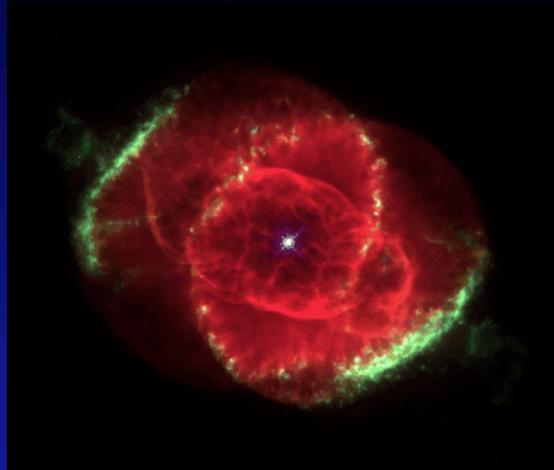
Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

8

## Diagnostici osservativi delle regioni HII

Evidenze di stratificazione

### Planetary Nebula NGC 6543



- Red:  
H $\alpha$   $\lambda$ 6563
- Green:  
[N II]  $\lambda$ 6584

Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

9

## Diagnostici osservativi delle regioni HII

Evidenze di stratificazione

### Ring nebula (M57, NGC 6720)

Ring Nebula



$T_e = 120000$  K

Blue: He recombination  
Green: [O III]  
Red: [N II]

Note stratification

Hubble  
Heritage

Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

10

## Nubi ionizzate collisionalmente

- **Resti di Supernova**
  - Il gas si ionizza a causa delle onde d'urto supersoniche generate dall'esplosione di Supernova
  - Il materiale è stato precedentemente espulso dalla stella
    - Dapprima come vento stellare di una stella massiccia
    - Quindi come materiale espulso dalla supernova

Esempio: SNR N49 nella LMC
- **L'interazione con il mezzo interstellare avviene in tre fasi**
  - Fase di espansione libera
  - Fase adiabatica
  - Fase isoterma ("snowplough")
- **Esempi di modelli dettagliati**
  - McKee & Cowie (1975)



## Cenni sullo stato fisico del gas diffuso

- **Classificazioni delle regioni di gas diffuso**
- **Valori tipici dei parametri fisici nelle varie regioni**
- **Principi fisici del mezzo interstellare**
- **Processi di riscaldamento e raffreddamento del gas**

## Classificazione delle regioni interstellari sulla base dello stato fisico dell'idrogeno

- L'idrogeno è l'elemento di gran lunga più abbondante
  - Abbondanze interstellari simili a quelle solari  
 $H > 90\%$  degli atomi
- Regioni interstellari caratterizzate dallo stato dell'idrogeno
  - Idrogeno atomico ionizzato ( $H^+$  o HII)
  - Idrogeno atomico neutro ( $H^0$  o HI)
  - Idrogeno molecolare ( $H_2$ )
- Spesso tali regioni sono dominate da un solo stato dell'idrogeno
  - HII oppure HI oppure  $H_2$
- Transizioni tra le diverse regioni sono sottili
  - HII  $\rightarrow$  HI  $\rightarrow$   $H_2$

Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

13

## Regioni HII

Valori tipici dei parametri fisici, ricavati da diversi tipi di diagnostici osservativi (vedere libro di Spitzer per maggiori dettagli)

- Gas HII diffuso (“warm ionized” gas)
  - $T \sim 8 \times 10^3$  K
  - $n \sim 0.03$  cm<sup>-3</sup>
  - Caldo, tenue, diffuso
    - Evidenziato dall'emissione diffusa di  $H\alpha$
- Gas coronale (“hot ionized” gas)
  - $T \sim 5 \times 10^5$  K
  - $n \sim 0.006$  cm<sup>-3</sup>
  - Molto caldo, tenue, diffuso
    - Evidenziato dalle specie di alta ionizzazione e dall'emissione X

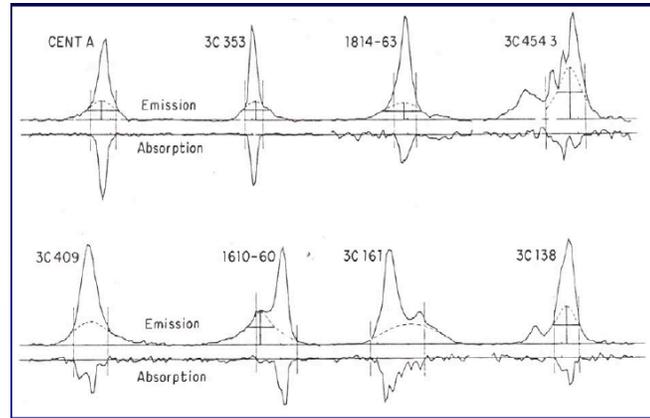
Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

14

## Regioni HI

Valori tipici dei parametri fisici

- “Cool neutral” gas
  - $T \sim 100$  K
  - $n \sim 25 \text{ cm}^{-3}$
- “Warm neutral” gas
  - $T \sim 8000$  K
  - $n \sim 0.25 \text{ cm}^{-3}$



## Regioni H<sub>2</sub>

Valori tipici dei parametri fisici

- Nubi molecolari diffuse (“cold molecular” gas)
  - $T \sim 40 \dots 80$  K
  - $n \sim 100 \text{ cm}^{-3}$
- Nubi molecolari scure e dense
  - Siti di formazione stellare
  - $T \sim 10 \dots 50$  K
  - $n \sim 10^4 \dots 10^6 \text{ cm}^{-3}$

## Valori tipici di pressione termica nel gas diffuso

	$n$ [ cm <sup>-3</sup> ]	$T$ [K]	$P/k=(n+ne)T$ [ K cm <sup>-3</sup> ]
Cold neutral	≈ 25	≈ 100	≈ 2.5 x 10 <sup>3</sup>
Warm neutral	≈ 0.25	≈ 8 x 10 <sup>3</sup>	≈ 2 x 10 <sup>3</sup>
Warm ionized	≈ 0.03	≈ 8 x 10 <sup>3</sup>	≈ 2.4 x 10 <sup>3</sup>
Hot ionized	≈ 6 x 10 <sup>-3</sup>	≈ 5 x 10 <sup>5</sup>	≈ 3 x 10 <sup>3</sup>

Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

17

## Valori tipici di pressione termica nel gas diffuso

- Il gas interstellare diffuso è, in prima approssimazione, in equilibrio di pressione
  - Questo risultato osservativo può essere così interpretato:
    - I gradienti di pressione tendono a ridursi come conseguenza dei moti del gas, che possono avvenire fino a velocità del suono
    - I gradienti di temperatura sono più lenti a ridursi: fasi con temperature molto diverse possono coesistere in equilibrio di pressione
- I valori tipici di pressione possono essere molto più alti nelle regioni HII e nelle nubi molecolari più dense
  - Le regioni HII sono energizzate dai fotoni stellari
  - Le nubi molecolari più dense sono autogravitanti

Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

18

## Stato di ionizzazione dei metalli 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 fotoionizzazione, e una dipendenza dai parametri fisici, in quanto i coefficienti di ricombinazione e ionizzazione collisionale dipendono dallo stato fisico del gas
- Nella pratica, però, nelle regioni HI si può predire in maniera semplice lo stato di ionizzazione dominante
  - Trascurando la ionizzazione collisionale

## Stato di ionizzazione dei metalli nelle regioni HI

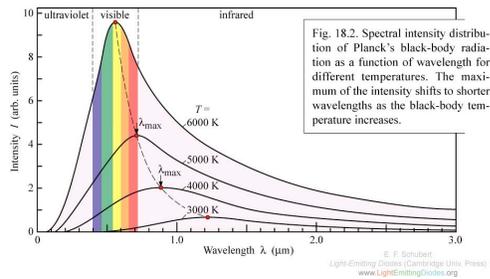
- Nelle regioni HI gas opaco a fotoni con  $h\nu > 13.6 \text{ eV}$ 
  - Metalli con potenziale di ionizzazione  $\geq 13.6 \text{ eV}$  sono prevalentemente neutri
    - Ni, OI, ...
- Fotoni stellari con  $h\nu < 13.6$  penetrano le regioni HI
  - Metalli con primo potenziale di ionizzazione  $< 13.6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

Z	Element	Ionization Potential (eV)	
		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

# Principi fisici del mezzo interstellare

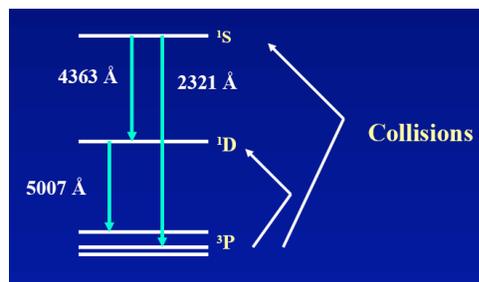
- Il mezzo interstellare si trova generalmente lontano dall'equilibrio termodinamico
  - Non vale la distribuzione di Boltzmann della popolazione dei livelli energetici
    - Problema nella definizione della temperatura di eccitazione
  - Non vale la distribuzione di Saha degli stati di ionizzazione
    - Problema nella definizione della temperatura di ionizzazione
  - Non vale la distribuzione di Planck
    - Problema nella definizione della temperatura di radiazione

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



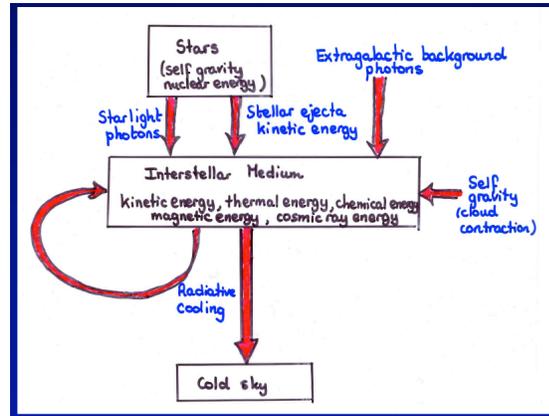
## Perchè il mezzo interstellare non è in equilibrio termico

- 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 seguita da decadimento radiativo a causa della bassa densità del mezzo



## Perchè il mezzo interstellare non è in equilibrio termico

- Il campo di radiazione stellare è lontano dall'equilibrio termico
  - La distribuzione energetica ha un picco a  $\sim 2000 \text{ \AA} \Rightarrow T_{\text{colore}} \sim 10^4 \text{ K}$
  - La densità di energia è però molto bassa  $\sim 1 \text{ eV cm}^{-3} \Rightarrow 3 \text{ K}$
- I flussi di energia tra stelle, ISM e mezzo intergalattico fanno sì che il sistema sia fuori dall'equilibrio



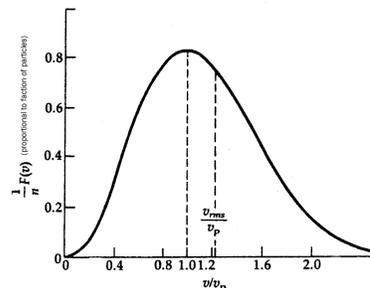
Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

23

## Distribuzione delle velocità

- Nonostante la mancanza di equilibrio termodinamico, l'energia cinetica delle particelle del gas interstellare si distribuisce abbastanza bene
  - Le collisioni elastiche sono abbastanza frequenti da termalizzare la distribuzione delle velocità
- Vale la distribuzione di Maxwell delle velocità
  - La temperatura cinetica è pertanto ben definita

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



Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

24

## La temperatura del mezzo interstellare

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

## 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
- **Modelli in equilibrio termodinamico**

## 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

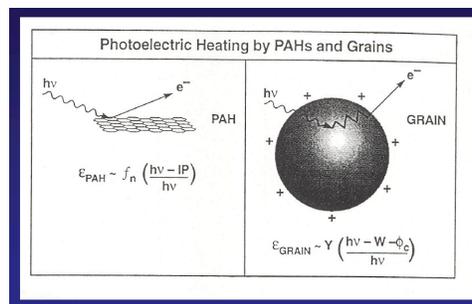
- **Processi microscopici**
  - Emissione fotoelettrica dai grani di polvere
  - Ionizzazione ed emissione di un elettrone energetico
    - Ionizzazione da raggi cosmici
    - Fotoionizzazione da raggi UV e soft-X
  - Riscaldamento chimico

Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

29

## 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 dai molecole organiche complesse**
  - Per esempio dai Polycyclic Aromatic Hydrocarbons (PAHs)
  - Processo importante solo dove tali molecole sono abbondanti



Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

30

## Processi stazionari di riscaldamento del gas

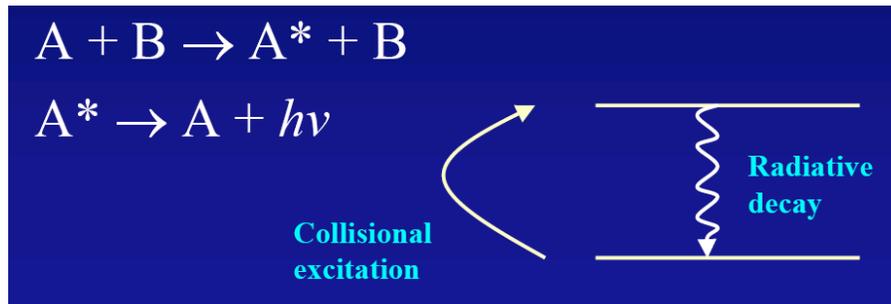
- Altri processi microscopici (in ordine decrescente di importanza)
  - Ionizzazione ed emissione di un elettrone energetico
    - Ionizzazione da raggi cosmici
$$p + \text{HI} \rightarrow p + p + e$$
    - Fotoionizzazione da raggi UV e soft-X
$$h\nu + X^i \rightarrow X^{i+1} + e$$
  - Riscaldamento chimico
    - Reazioni chimiche interstellari che rilasciano i propri prodotti di reazione con una certa energia cinetica
    - Formazione di molecole  $\text{H}_2$  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
  - 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
  - Ad esempio dissipazione viscosa di onde di Alfvén  
Tali onde sono sostanzialmente oscillazioni delle linee di forza del campo magnetico accoppiate al gas, che è generalmente un buon conduttore nella misura in cui è ionizzato

## 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



Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

33

## Processi di raffreddamento del gas interstellare

- **Condizioni affinché i processi di raffreddamento siano efficienti**
  - Collisioni frequenti
    - Densità abbastanza alta di particelle interagenti
  - Energia di eccitazione  $\leq$  energia cinetica termica
  - 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

Astronomia Osservativa C, ISM 2, Vladilo (2011)

34

## 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 Ly $\alpha$
  - 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  $\lambda = 157 \mu\text{m}$

## Raffreddamento alle basse temperature

- **Perchè CII è un agente di raffreddamento ottimale**
  - Il carbonio è un elemento pesante 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

