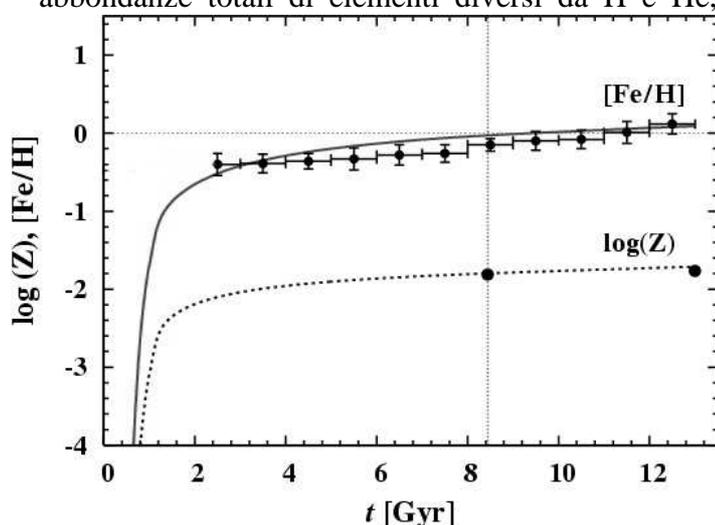
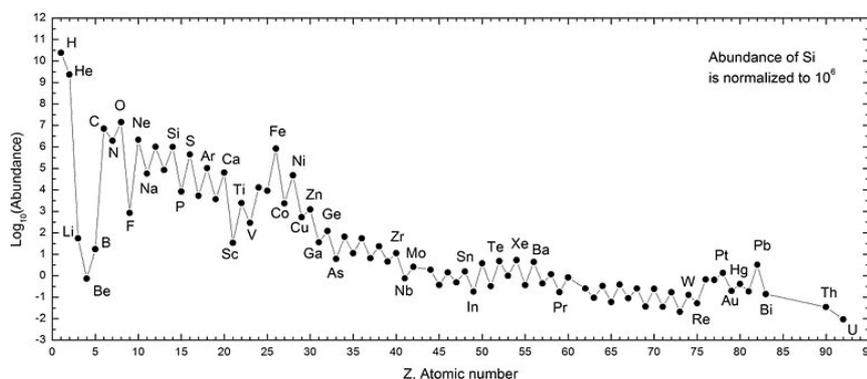


Di nuclei e altro (31/03/10)

Dunque, in un modo o nell'altro, la supernova è esplosa e ha scagliato all'intorno diverse masse solari di nuclei atomici pesanti.

Vediamo un po' cosa ci aspettiamo di trovare (e, in effetti, troviamo) in questo brodo di nuclei. La figura accanto mostra le abbondanze chimiche in funzione del numero atomico Z (ossia dell'elemento), dall'Idrogeno all'Uranio. Notiamo subito alcune caratteristiche di una certa importanza. La prima è che il più abbondante elemento creato dalle supernove è l'Ossigeno. Segue il Carbonio, poi il Neon, l'Azoto, il Ferro. Si vede anche una tendenza alla diminuzione dell'abbondanza all'aumentare di Z , interrotta dal cosiddetto "Picco del Ferro e del Nichel". I motivi per cui questi elementi sono così abbondanti li conosciamo già. Adesso notiamo anche un'altra caratteristica importante: la distribuzione è "a dente di sega", ovvero: a parte rari casi, gli elementi aventi Z pari sono molti più abbondanti di quelli con Z dispari, a causa della tendenza dei nucleoni di aggregarsi in nuclei di Elio i quali, poi, si distribuiscono su "orbite" in senso lato. Dunque, i nuclei con Z pari sono più stabili di quelli con Z dispari, e si noti bene: l'asse verticale è in Logaritmi, per cui una differenza di 1 corrisponde a un fattore 10. Queste sono, perciò, le abbondanze cosmiche di elementi al momento attuale, almeno nei dintorni del Sole. Altre (per esempio nelle Nubi di Magellano) le cose possono essere molto diverse. Ma, se vogliamo parlare della vita nel Cosmo, dobbiamo introdurre un nuovo grafico, molto importante. Come cambiano le abbondanze totali di elementi diversi da H e He, riuniti sotto la dizione generale "Z" ovvero "Metalli" (attenzione al possibile equivoco: da questo momento Z indica l'abbondanza totale di Metalli, e non più il numero atomico; nelle discussioni che seguono, la distinzione verrà richiamata ogni volta che sarà necessario). Nel grafico accanto vediamo il modello teorico, e alcuni punti sperimentali, di come, all'aumentare dell'età dell'universo, cambia Z . Sopra c'è il rapporto "Ferro/Idrogeno", che si riesce a misurare abbastanza bene anche per stelle molto antiche, a causa dell'enorme abbondanza delle righe spettrali del Ferro. Sotto, due punti sperimentali: il valore di Z quando si è formato il Sole (e cioè i metalli presenti nel Sole, e dai quali si sono formati i pianeti del Sistema Solare), e quello medio misurato oggi nelle nebulose da cui si formano stelle giovani. Sovrapposte ai dati sperimentali, ci sono due curve teoriche. Come si vede, entrambe partono da $-\infty$ per età dell'universo pari a zero, poi Z sale fino a $1/3$ dell'abbondanza solare nel primo miliardo di anni, quando le supernove erano molto numerose, e poi comincia a crescere molto più lentamente dopo i primi due miliardi di anni, quando le galassie si erano già formate. Dovremo ricordare questo grafico quando parleremo della formazione di pianeti rocciosi come la Terra, formati cioè da "Metalli".



formato il Sole (e cioè i metalli presenti nel Sole, e dai quali si sono formati i pianeti del Sistema Solare), e quello medio misurato oggi nelle nebulose da cui si formano stelle giovani. Sovrapposte ai dati sperimentali, ci sono due curve teoriche. Come si vede, entrambe partono da $-\infty$ per età dell'universo pari a zero, poi Z sale fino a $1/3$ dell'abbondanza solare nel primo miliardo di anni, quando le supernove erano molto numerose, e poi comincia a crescere molto più lentamente dopo i primi due miliardi di anni, quando le galassie si erano già formate. Dovremo ricordare questo grafico quando parleremo della formazione di pianeti rocciosi come la Terra, formati cioè da "Metalli".

Ora che abbiamo gli elementi giusti sparsi nelle nubi interstellari, possiamo cominciare a costruirci molecole. Nella tabella qui sotto sono riportate le molecole più comunemente osservate.

Number of Atoms										
2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12+
H ₂	C ₃	c-C ₃ H	C ₃	C ₃ H	C ₃ H	CH ₃ C ₃ N	CH ₃ C ₃ H	CH ₃ C ₃ N?	HC ₃ N	C ₆ H ₆
AlF	C ₂ H	l-C ₃ H	C ₄ H	l-H ₃ C ₄	CH ₂ CHCN	HCOOCH ₃	CH ₃ CH ₂ CN	(CH ₃) ₂ CO		HC ₁₁ N
AlCl	C ₂ O	C ₃ N	C ₄ Si	C ₂ H ₄	CH ₃ C ₂ H	CH ₃ COOH?	(CH ₃) ₂ O	NH ₂ CH ₂ COOH?		PAHs
C ₂	C ₂ S	C ₃ O	l-C ₃ H ₂	CH ₃ CN	HC ₃ N	C ₂ H	CH ₃ CH ₂ OH			C ₆₀ ??
CH	CH ₂	C ₃ S	c-C ₃ H ₂	CH ₃ NC	HCOCH ₃	H ₂ C ₆	HC ₂ N			
CH ⁺	HCN	C ₂ H ₃	CH ₂ CN	CH ₃ OH	NH ₂ CH ₃	HOCH ₂ CHO	C ₃ H			
CN	HCO	CH ₂ D ⁺ ?	CH ₄	CH ₃ SH	c-C ₂ H ₄ O					
CO	HCO ⁺	HCCN	HC ₂ N	HC ₂ NH ⁺						
CO ⁺	HCS ⁺	HCNH ⁺	HC ₂ NC	HC ₂ CHO						
CP	HOC ⁺	HNCO	HCOOH	NH ₂ CHO						
CSi	H ₂ O	HNCS	H ₂ CHN	C ₃ N						
HCl	H ₂ S	HOCO ⁺	H ₂ C ₂ O							
KCl	HNC	H ₂ CO	H ₂ N ₂ CN							
NH	HNO	H ₂ CN	HNC ₃							
NO	MgCN	H ₂ CS	SiH ₄							
NS	MgNC	H ₂ O ⁺	H ₂ COH ⁺							
NaCl	N ₂ H ⁺	NH ₃								
OH	N ₂ O	SiC ₃								
PN	NaCN	CH ₃								
SO	OCS									
SO ⁺	SO ₂									
SiN	c-SiC ₂									
SiO	CO ₂									
SiS	NH ₂									
CS	H ₃ ⁺									
HF	H ₃ D ⁺									

Soffermarsi su molecole particolari non è importante, almeno in questa prima fase. Al momento opportuno, prenderemo in considerazione quelle organiche. Per ora, conta di più capire due cose: in che ambiente si formano, e come si fa a osservarle.

Una nube interstellare, anche molto densa e calda, ci pare un luogo rarefatto e freddissimo. La temperatura è compresa, in media, tra 5 e 30 gradi Kelvin; la densità va da 100 a 10.000 atomi/cc, meno del massimo vuoto raggiungibile in laboratorio. Da quello che abbiamo già imparato di fisica generale, comprendiamo immediatamente come l'emissione di corpo nero da queste nubi dense sia concentrata nell'infrarosso, anzi: in quello lontano. In quello, cioè, completamente assorbito dall'atmosfera terrestre. Primo vincolo: è praticamente impossibile osservare da terra queste nubi, e dunque bisogna osservarle da pallone o da satellite. Solo in tempi recenti i telescopi dell'ESO, e quelli in Antartide, hanno potuto cominciare a osservare qualcosa, ma comunque il grosso delle osservazioni, in questo momento, è delegato a Herschel.

Ma esiste un secondo vincolo, che in parte discende dal primo, in parte no. Come emettono le molecole? Cerchiamo di capirlo, anche se qualcosa ne abbiamo già anticipato l'anno scorso.

Gli atomi, come sappiamo, possiedono ciascuno una propria "firma spettrale" in quanto assorbono o emettono luce solo in corrispondenza alle frequenze alle quali avvengono i "salti quantici" degli elettroni, in particolare quelli dell'orbita più esterna, perché gli altri sono molto più legati e richiedono molta più energia. Comunque, la maggioranza degli atomi ha una parte consistente dello spettro nella regione visibile, in quella ultravioletta, e nell'infrarosso vicino.

Le molecole sono raggruppamenti di atomi spesso asimmetrici, e una loro caratteristica fondamentale è quella di avere delle energie di legame tra atomi molto inferiori alle energie che tengono legati gli elettroni in un atomo. Dunque, siccome tutto è quantizzato, le molecole possono oscillare e ruotare sempre a energie fisse, differenti da molecola a molecola, ma comunque molto basse. Perciò, i fotoni emessi o assorbiti da una molecola, sono di bassa energia: per l'appunto nell'infrarosso, specie in quello lontano. A volte addirittura nelle microonde o nel radio, e in questi casi l'atmosfera si fa di nuovo trasparente, per cui l'emissione può essere captata dai radiotelescopi. Ma, in generale, per individuare molecole interstellari è prima necessario misurare in laboratorio, a bassa temperatura, i loro spettri, e questi sono molto ingarbugliati. Il perché, la prossima volta.