

Capitulo 3 – Atmosferas estelares

3.1. Conceptos basicos – profundidad optica, opacidad
cuerpo negro – la luz escapa exactamente de la superficie, por
absorcion infinito --> solo espectro continuo

estrellas: aproximadamente cuerpos negros – absorcion finito – luz
viene de una cascara con cierto espesor --> "la **fotosfera**"
hay lineas --> luz de la fotosfera atraviesa una cascara del
gas mas frio --> "la **atmosfera**"

analisis de un espectro estelar: aprension de la fisica de radiacion
continuo y de lineas (ya aprendemos algo), comprension de la
interaccion entre particulas y fotones

volumen por solo **una** temperatura : taza de emisiones igual taza
de absorciones = **equilibrio termodinamico (ET)**

estrellas no pueden ser en exactamente en ET : gradientes de temperaturas
--> concepto de temperatura refiere a regiones en las cuales
cambios de temperatura >> camino libre promedio

definicion: escala de temperatura : $H_T = \frac{T}{dT/dr}$ siendo r la coordenada radial

$H_T = 660$ km en la fotosfera solar, camino libre promedio de atomo de hidrogeno 0.02 cm (ejercicio?)

-->particulas estan en **equilibrio termodinamico local (ETL)**

Que pasa con los fotones? cambio de la intensidad de un rayo de luz a lo largo de camino ds en gas de densidad ρ :

$$dI_\lambda = -\kappa_\lambda \rho I_\lambda ds$$

κ es la coeficiente de absorcion, tambien se llama **opacidad**

κ se depende de la temperatura, densidad, composicion quimica
calcularlo es necesario para modelar atmosferas

intensidad despues de un camino s por integracion
(κ, ρ cte.):

$$I_{\lambda} = I_{\lambda,0} e^{-\kappa \rho s}$$

entonces intensidad disminue por factor $1/e$ despues
un camino s

$$s = \frac{1}{\kappa \rho} \quad \text{"camino libre promedio"}$$

en la fotosfera solar $\kappa_{5000} = 0.26 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$

--> $s = 1.5 \cdot 10^7 \text{ cm}$,

comparable con la escala de temperatura ---> no ETL
usual de no usar κ pero

$$\tau_{\lambda} = \int_0^s \kappa \rho ds$$

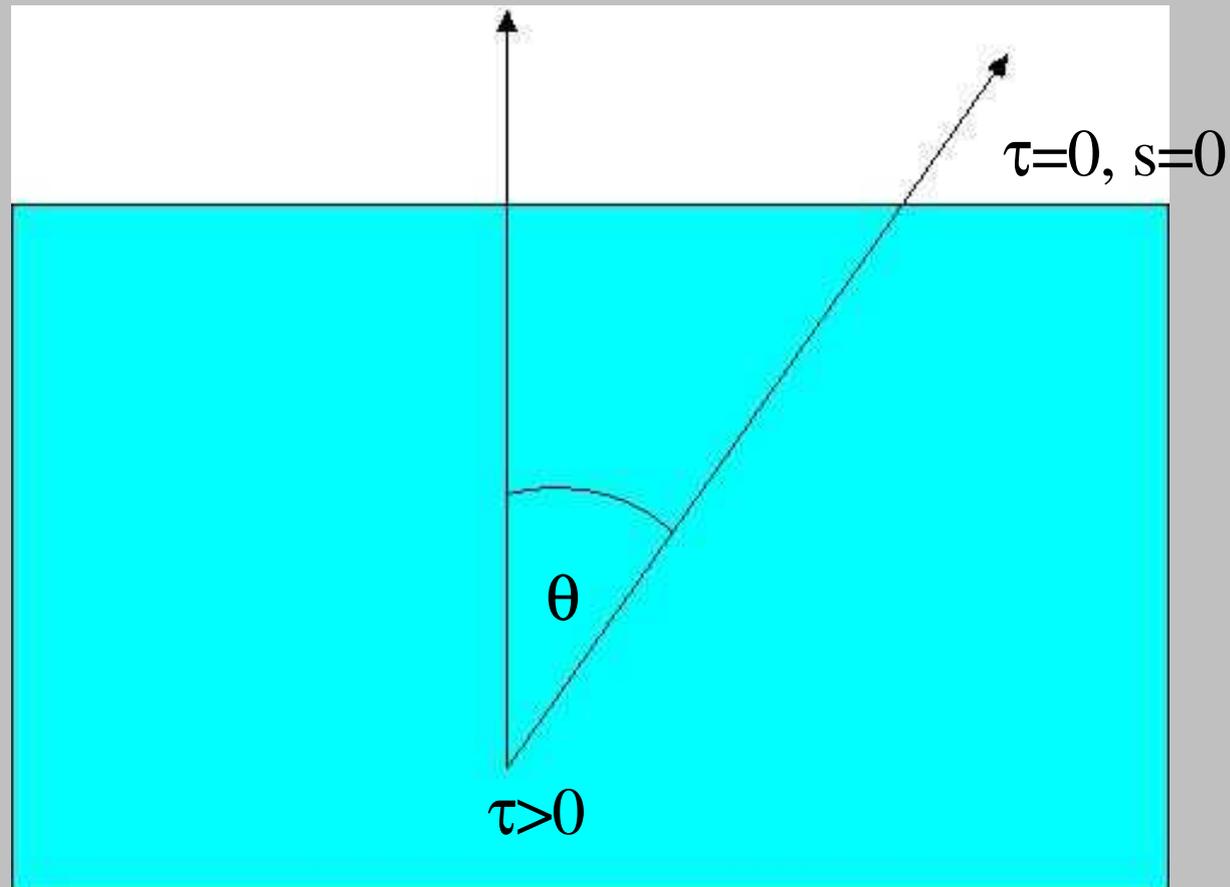
donde ds opuesto al rayo de luz!!

si el rayo empieza en la profundidad optica $\tau = 1$,

la intensidad para una observadora fuera de atmosfera es

$$I_{\lambda} = I_{\lambda,0} e^{-\tau} = I_{\lambda,0} e^{-1}$$

entonces, la profundidad optica se puede ser entendido como el numero de caminos libres promedios



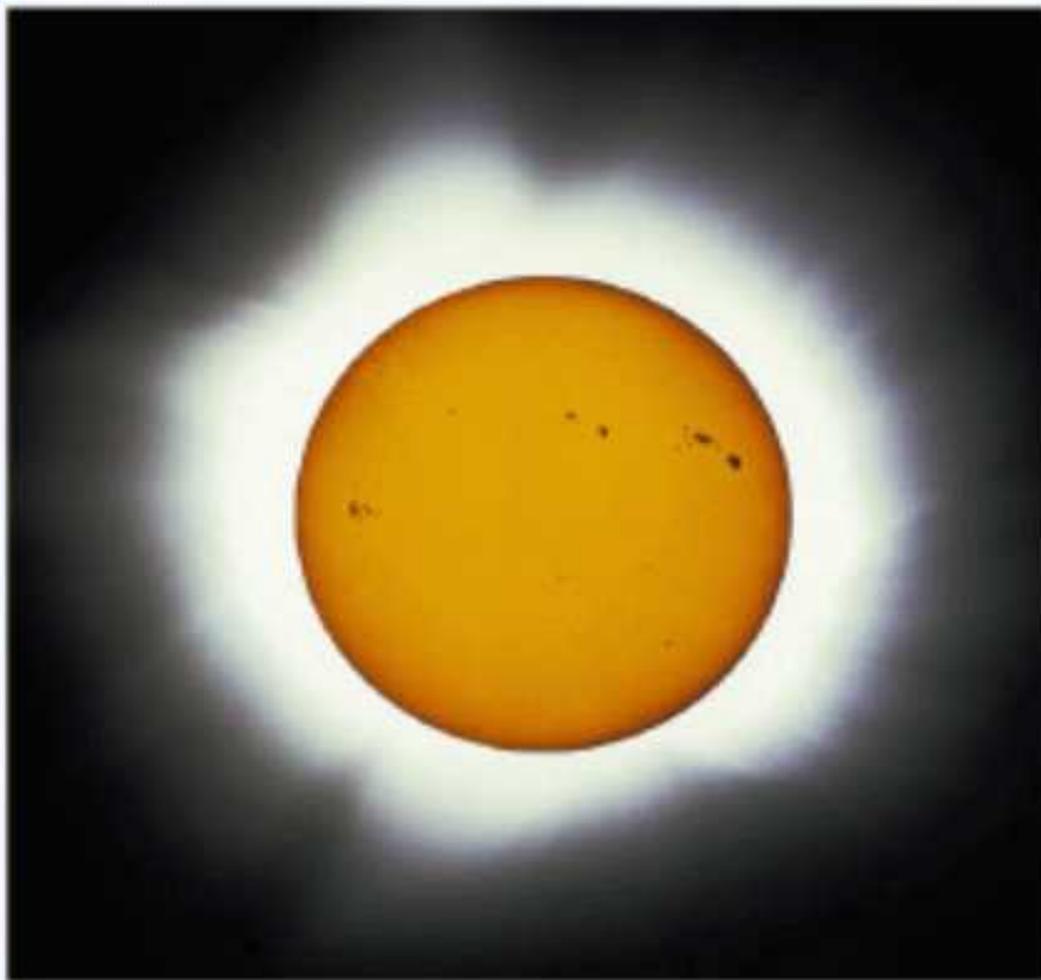
esperamos para la fotosfera $\tau=1$ (en realidad $\tau \approx 2/3$)

en general para cualquier gas: $\tau \gg 1$ gas es "opticamente grueso"
 $\tau \ll 1$ gas es "opticamente delgado"

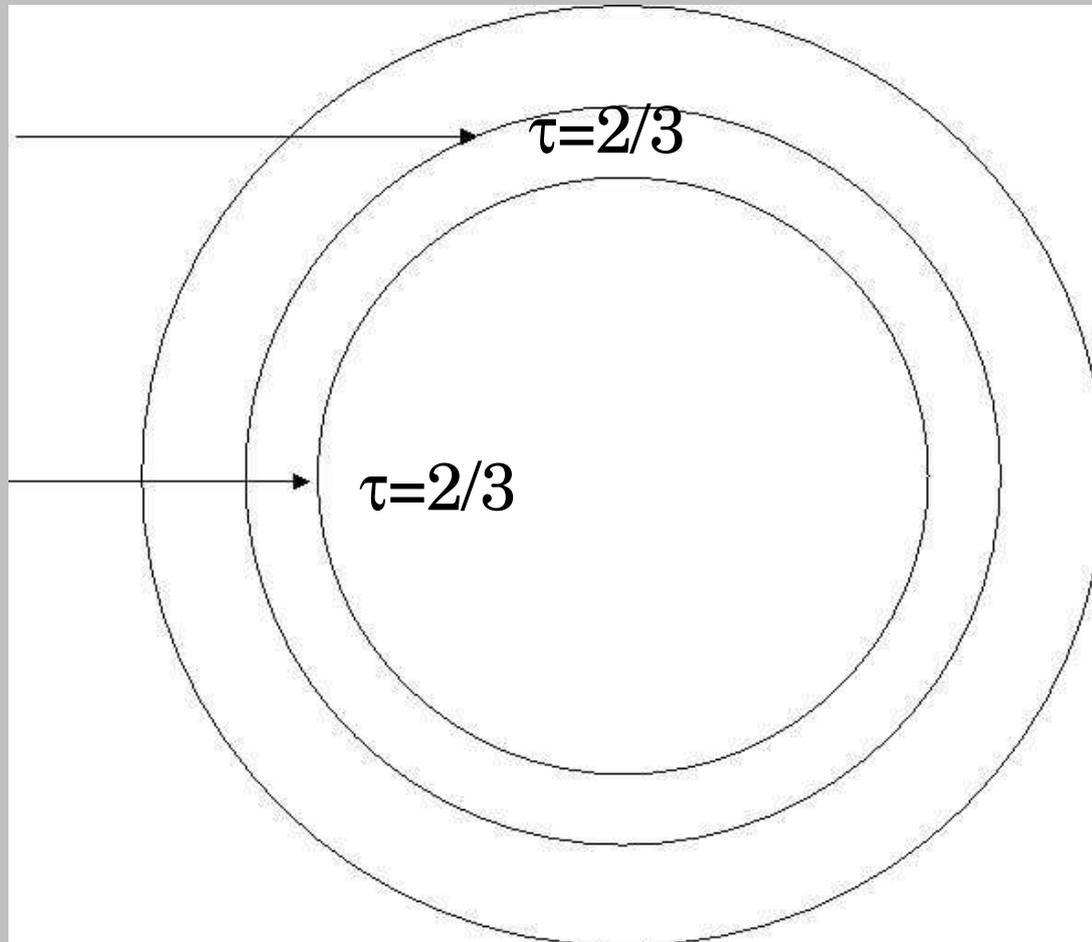
el sol se vuelve mas oscuro hacia su borde (" limb darkening")

El Sol

efecto de profundidad optica



limb darkening: rayo cerca del borde alcanza $\tau = 2/3$
en menor profundidad geometrica que en el centro
temperatura mas pequeño --> menos intensidad



3.2. Mas sobre opacidad

dos posibilidades para fotones de interactuar con particulas (electrones, atomos, iones)

absorcion

"scattering"

varias interacciones entre fotones y particulas

(terminos "ligado" y "libre" refieren a electrones ligados a un atomo/ion y electrones libres)

que contribuyen a la opacidad:

transiciones ligado-ligado:

foton absorbido por atomo/ion --> transicion a nivel superior

--> transicion a nivel inferior --> emision de un foton

(a veces por colisiones)

solo en ciertas frecuencias --> lineas de absorcion (emision)

transiciones ligado-libre (foto-ionisacion):

foton con energia apropiada ionisa un atomo

--> electron libre

--> recombinacion --> emision de un foton

--> para frecuencias $\nu > E_{i_0} / h$ siendo E_{i_0} la energia de ionisacion del nivel

--> una fuente de la opacidad del continuo

absorcion libre-libre:

electron absorba un foton en la cercania de un ion

(porque el ion?)

--> aceleracion del electron --> emision de un foton

pasa con cualquier energia

---> otro fuente de opacidad continua

electron "scattering":

foton choca con un electron libre (no esta absorbido)

se llama "Thomson scattering" ,

seccion cruzada muy pequeño,

solo importante, cuando los otros fuentes de opacidad no funcionan por un alto grado de ionisacion

--> estrellas de tipo O

en general:

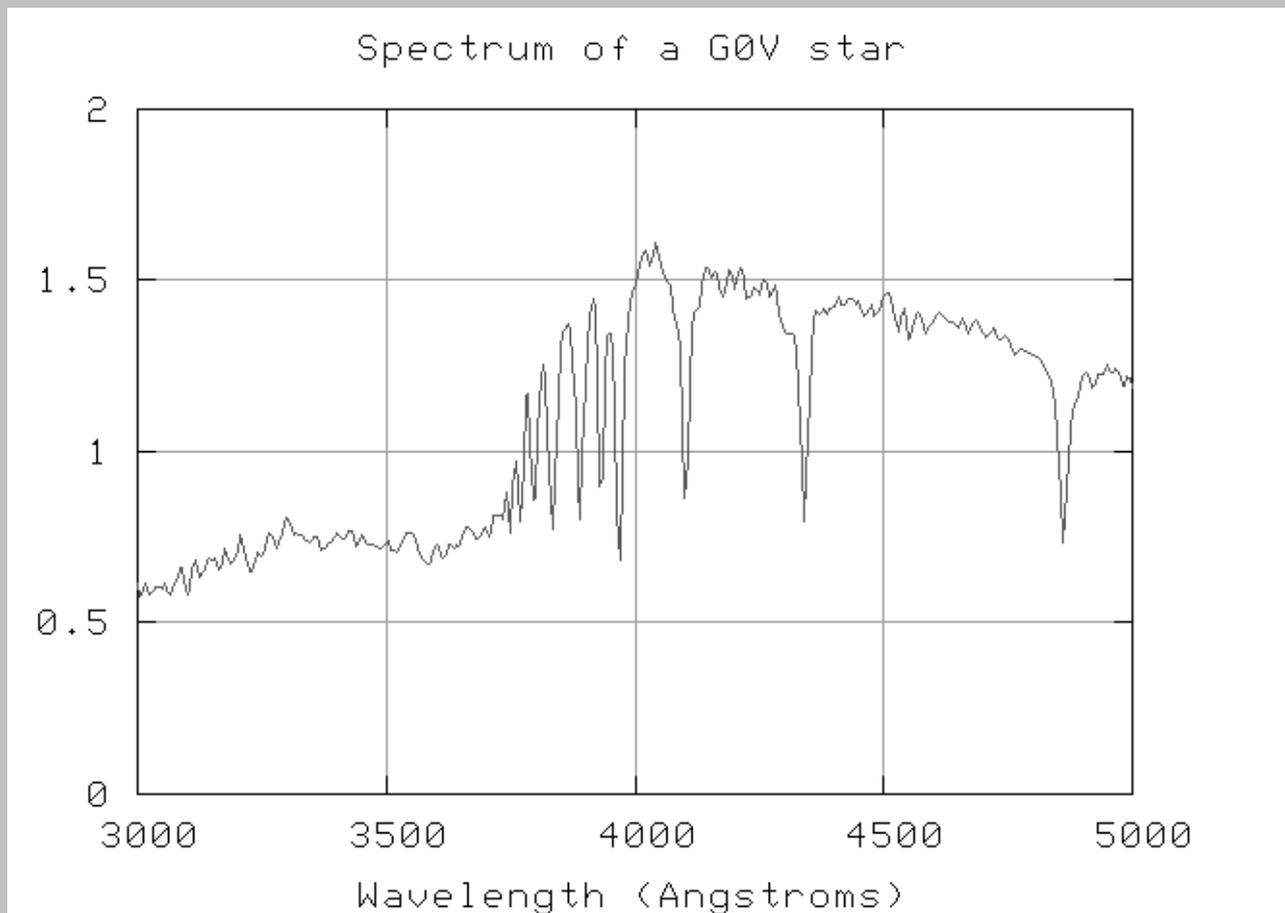
$$\kappa_{\lambda} = \kappa_{\lambda, bb} + \kappa_{\lambda, bf} + \kappa_{\lambda, ff} + \kappa_{\lambda, es}$$

muy complicado, se usa un κ promedio : opacidad de Rosseland

aproximacion de Kramer (1923) : $\kappa = \kappa_0 \frac{\rho}{T^{3.5}}$

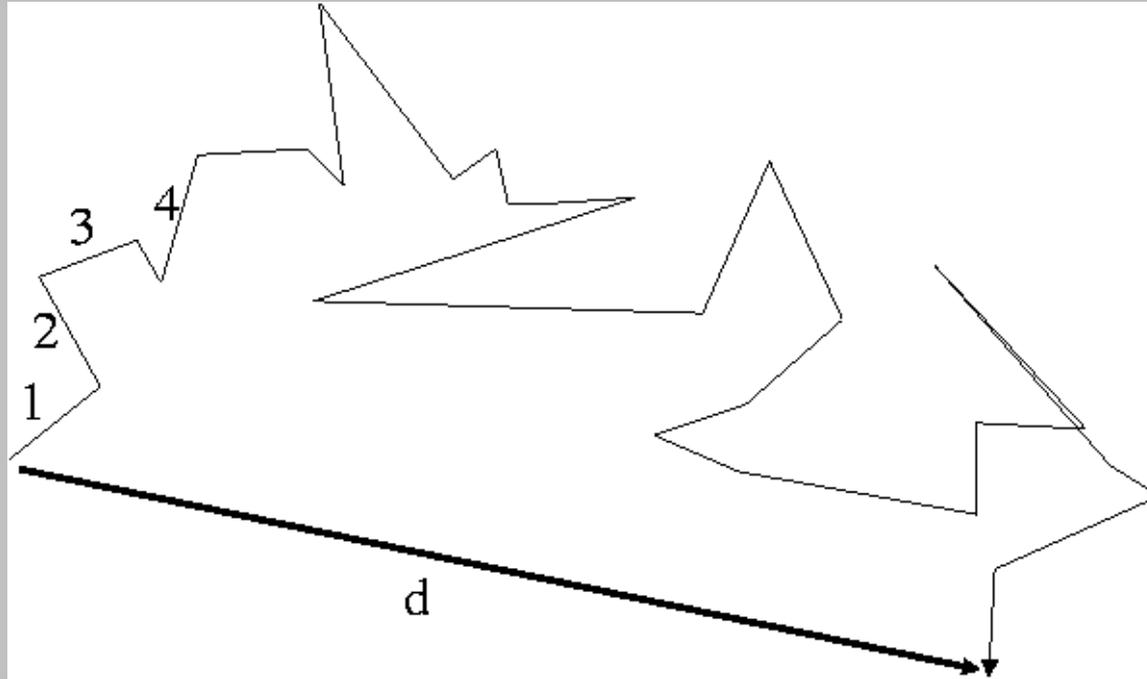
una estructura de continuo muy vistoso: salto de Balmer

absorción ligado-libre: fotones pueden ionizar hidrogeno con $n=2$
 $E_{i0} = 3.4 \text{ eV}$ --> fotones con longitud de onda $< h*c/3.4 \text{ eV} = 3647 \text{ \AA}$
ionizan ---> absorción aumenta (salto de Balmer)
depende de fraction de atomos con $n=2$ --> temperatura



3.3. Transfer radiativa

fotones dentro una estrella or en una atmosfera no tienen ningun camino directo



camino $\vec{d} = \vec{l}_1 + \vec{l}_2 + \dots + \vec{l}_N$

producto escalar $\vec{d} \cdot \vec{d} = \vec{l}_1 \cdot \vec{l}_1 + \vec{l}_1 \cdot \vec{l}_2 + \dots + \vec{l}_N \cdot \vec{l}_N$

$$\Rightarrow d^2 = N l^2 + l^2 (\cos \theta_{12} + \cos \theta_{13} + \dots + \cos \theta_{N(N-1)})$$

suma de terminos $\cos = 0$ para N muy grande

$$d = l \sqrt{N}$$

profundidad optica: numero de caminos libres a lo largo de un rayo

$$\tau = \frac{d}{l} \Rightarrow N = \tau^2$$

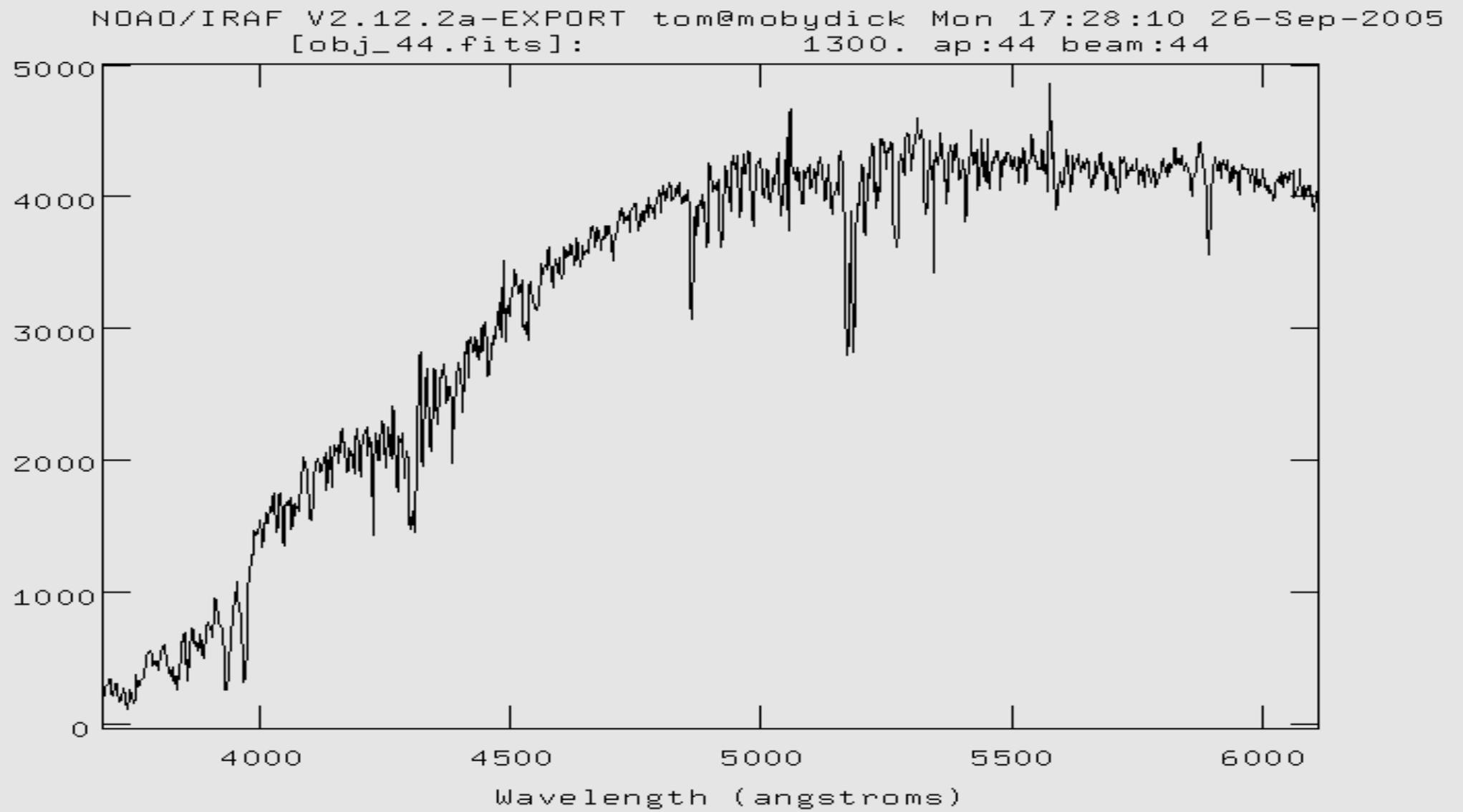
$N=1$ --> foton puede salir ---> $\tau=1$

de nuevo: calculacion mas exacto: $\tau = 2/3$

--> la luz de las estrellas viene de una cascara con $\tau = 2/3$

3.4. Lineas espectrales

un espectro "real": continuo determinado por sensibilidad del instrumento
muchas lineas, tambien "ruido"



porque lineas? siempre se observa hasta $\tau = 2/3$ $F_\lambda \approx B_\lambda$

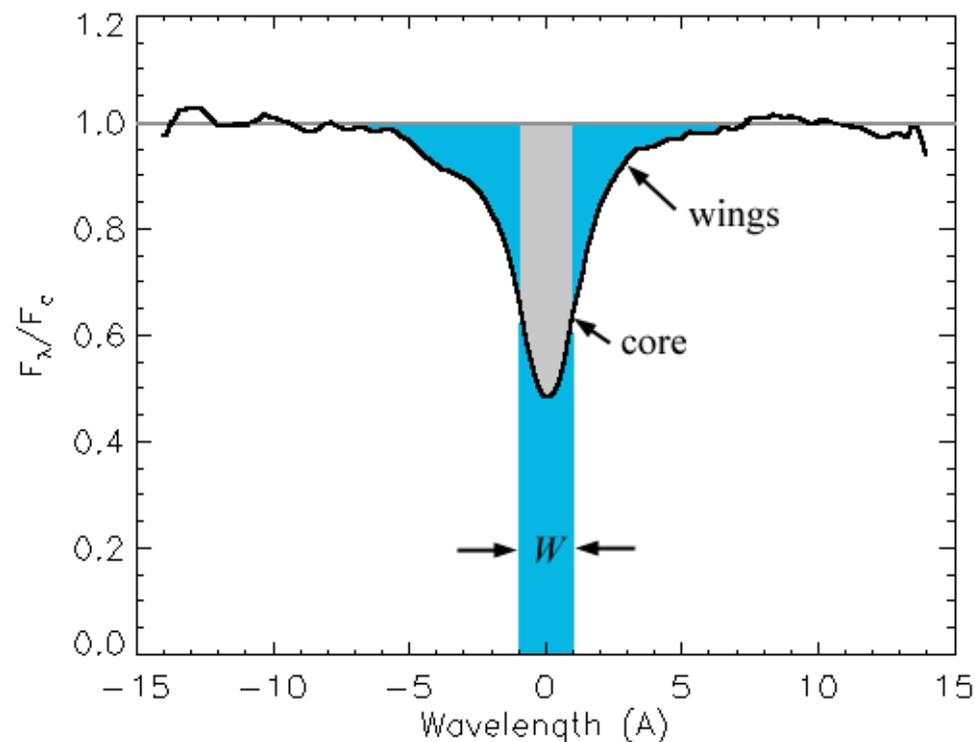
en lineas, absorcion mas grande que en continuo $\Rightarrow \tau = 2/3$

profundidad geometrica pequeño \rightarrow temperatura mas baja $\rightarrow F_\lambda$ baja

profundidad de una linea $R_\lambda = \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} = 1 - \frac{F_\lambda}{F_c}$ siendo F_c flujo continuo

cuando $R_\lambda \approx 1$ la linea es "opticamente delgado"

cuando $R_\lambda \approx 0$ la linea es "opticamente grueso"



wings (alas): presion
core (nucleo): Doppler

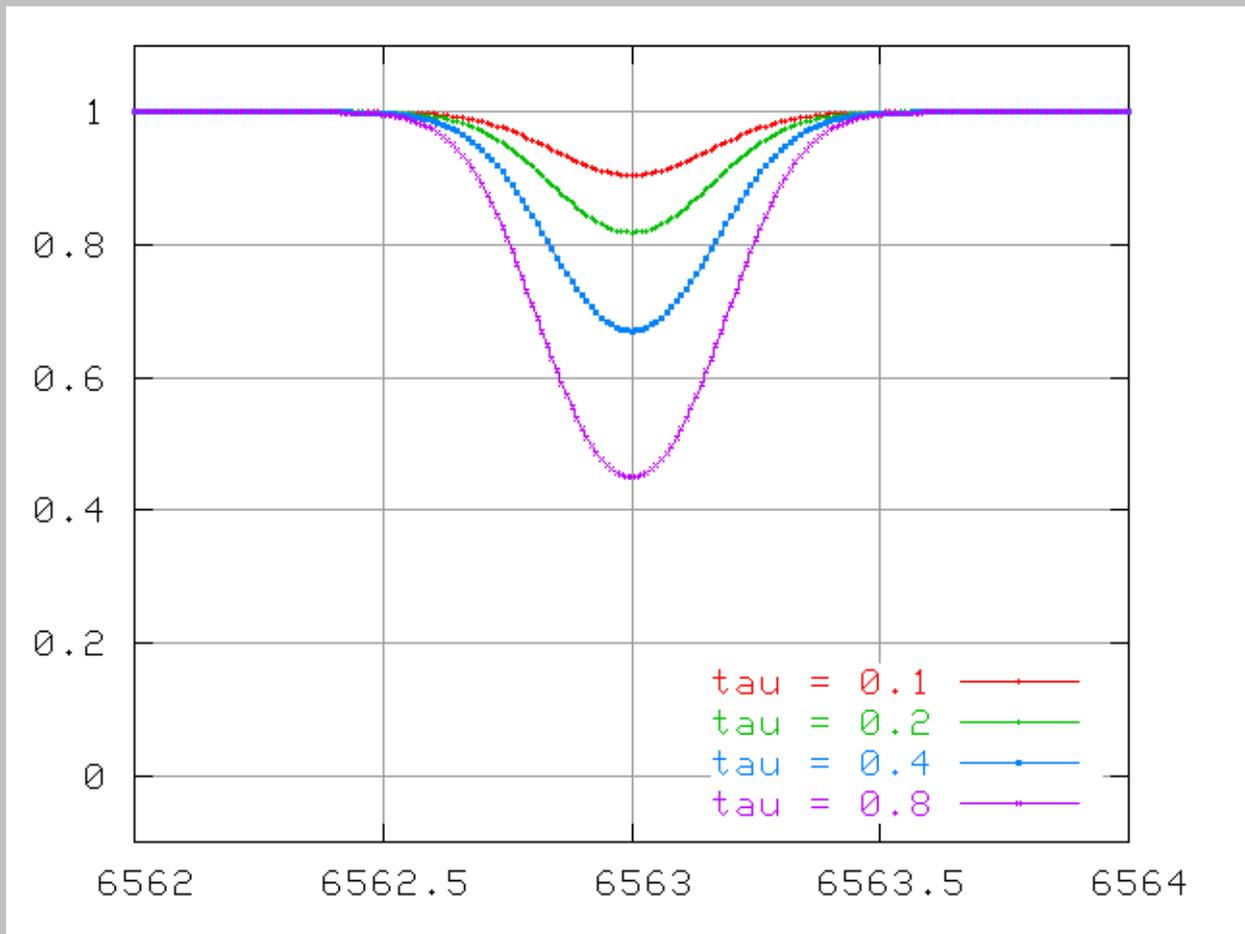
perfil total: "perfil de Voigt"

profundidad optica total en una linea: suma de continuo y de la linea:

$$\tau_{total} = \tau_c + \tau_{linea}$$

cuando $\tau_{linea} \gg 1$ linea opticamente gruesa

cuando $\tau_{linea} \ll 1$ linea opticamente delgada



numero de atomos
absorbiendos se crece
--> area bajo la linea se
crece linealmente con
el numero

opticamente delgada
= todos los atomos de la
atmosfera son "visibles"

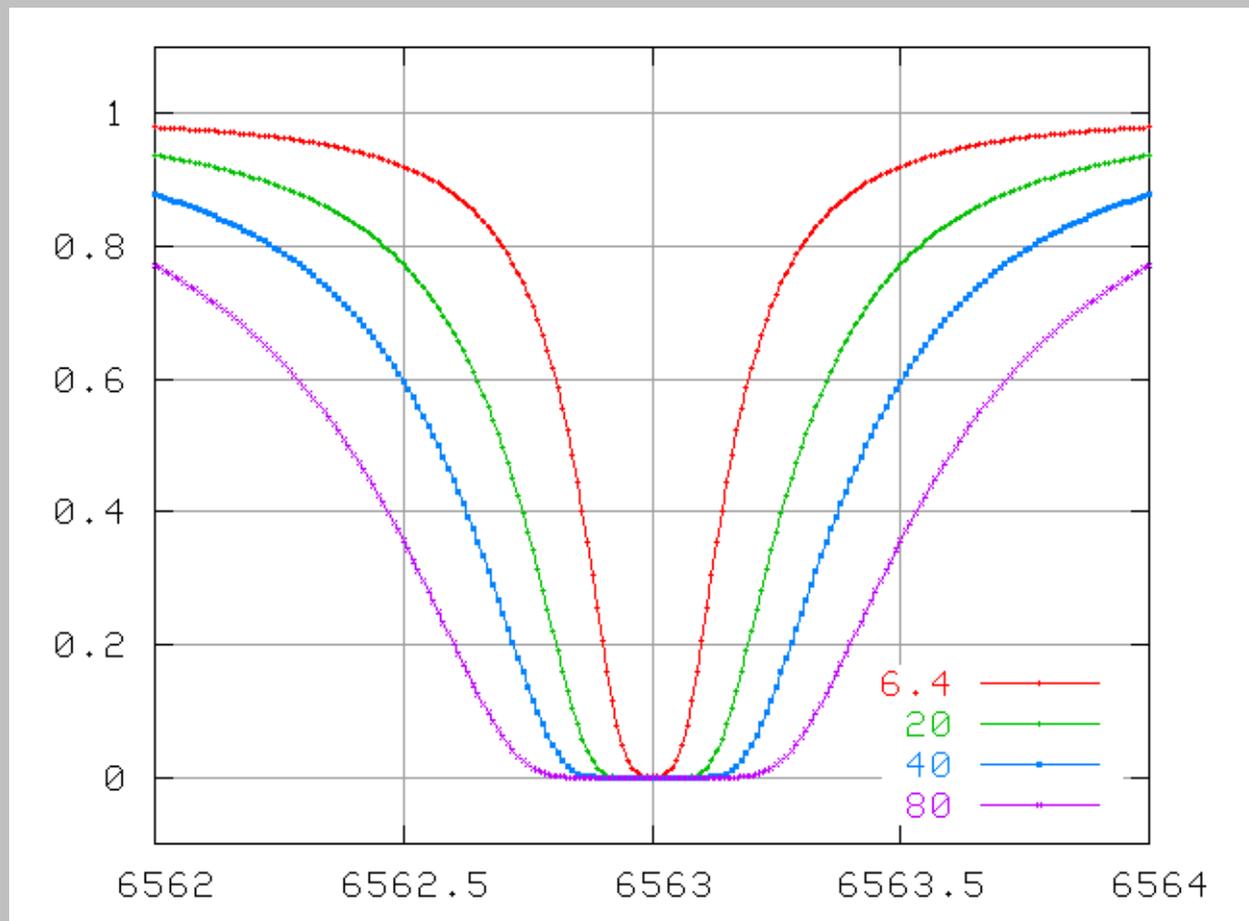
lineas opticamente gruesas: numero de atomos aumentando

--> centro alcanza saturacion = todos los atomos se absorben
numero aun aumentando --> solo las alas contribuyen

alas: determinadas por temperatura y presion (opt. delgadas)

---> crecimiento es mas debil que lineal

posibilidad: determinar el numero de los atomos absorbiendos
o la "densidad de columna"? (numero/area)



Curva de crecimiento y determinar abundancias elementales

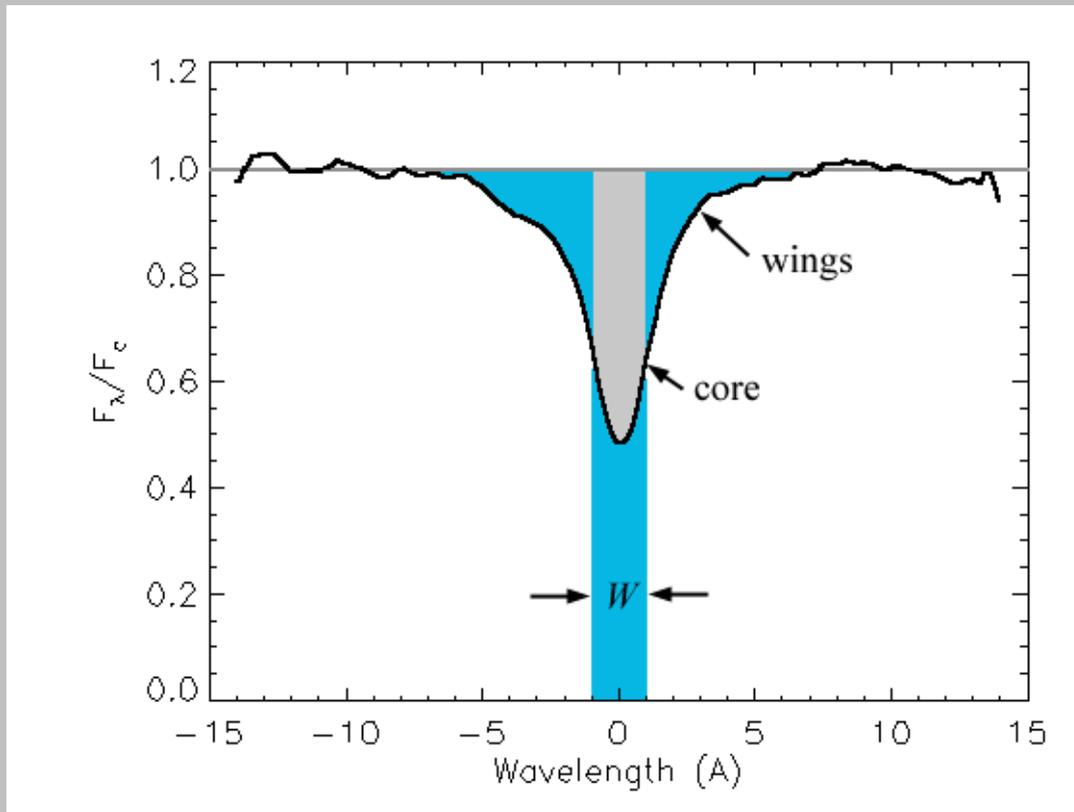
definimos el "ancho equivalente" W (unidad Angstroem):

$$W = \int \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda$$

ancho de un rectangular con la misma area como la area bajo de la linea

curva de crecimiento: grafico de $\log W$ vs. $\log N_a$,

siendo N_a numero de los atomos por area = densidad de columna
(numero/cm⁽⁻²⁾)

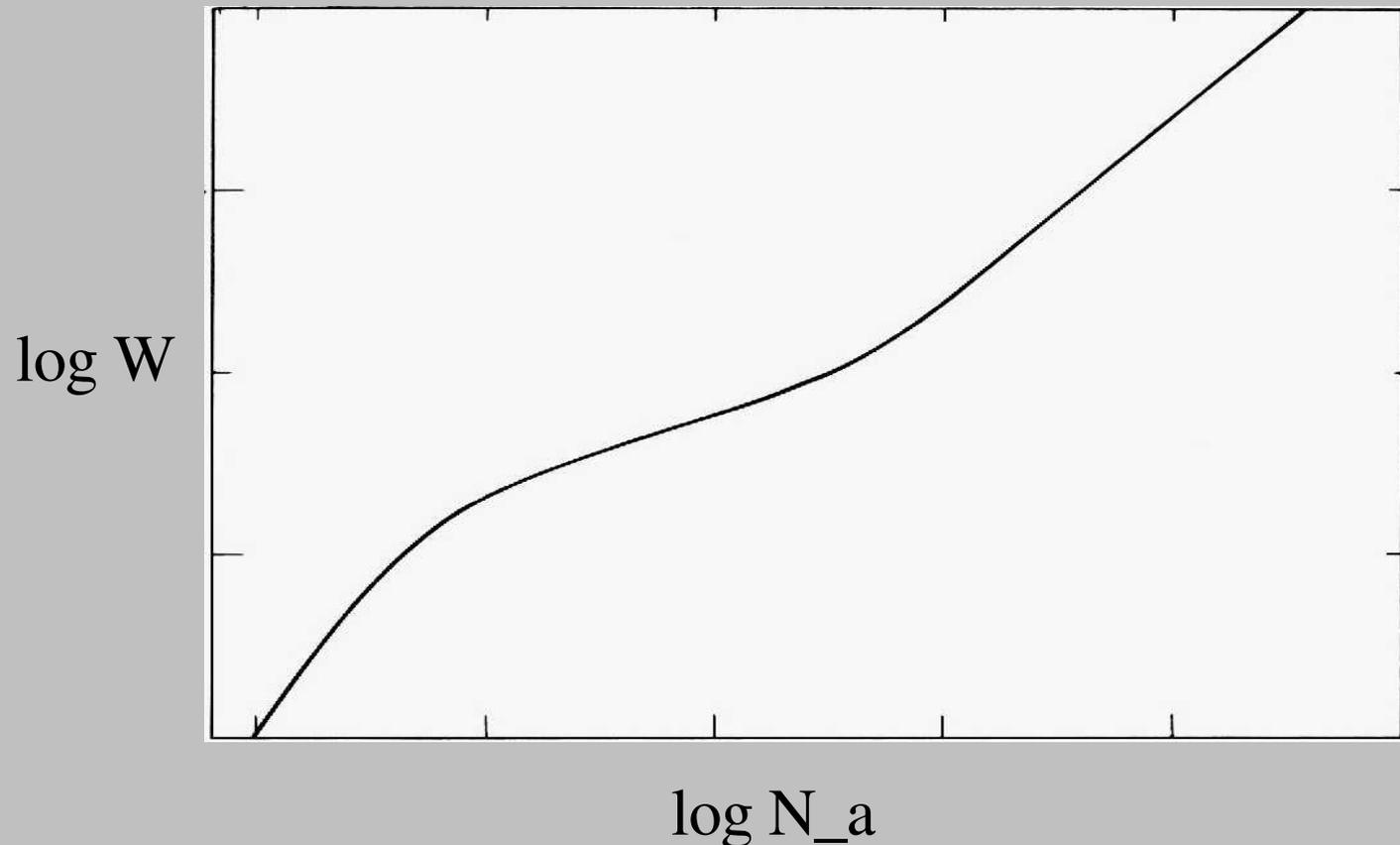


teoreticamente: calcular una atmosfera patron (stratificacion de temperatura, densidad), calcular W para una transicion de un elemento (perfiles: ensanchamiento de Doppler, presion), variar N_a

tres partes: parte lineal

parte con $W \sim \sqrt{\ln N_a}$ ("alas" de Doppler)

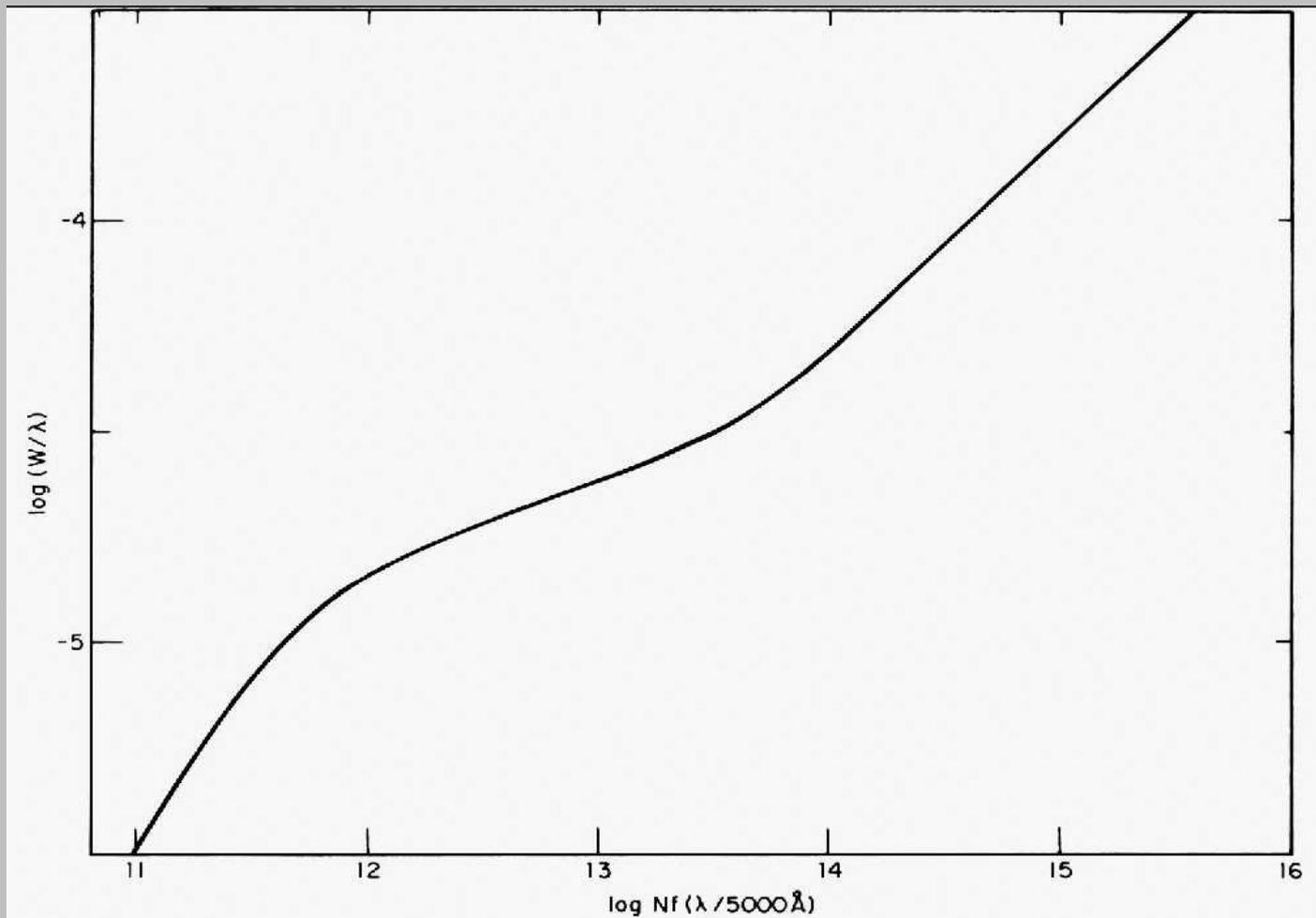
parte con $W \sim \sqrt{N_a}$ ("alas" de presion)



problema: no sirve mucho

dado: varias lineas=transiciones de un elemento (ion) con la misma energia baja, pero: transiciones diferentes tienen probabilidades de transicion diferentes --> $N_a \cdot f$ proporcional a estas probabilidades
f: fuerza de oscilacion

--> parametros: $\log (W/\lambda)$ y $\log (N f \lambda/5000)$ --> curva de crecimiento universal



derivar el numero total de los atomos de un elemento:

1. medir W para lineas diferentes de un atomo (ion) (mismo estado basico!!) por ejemplo FeII
2. encontrar los valores f (tabla, Sol)
3. usar la curva de crecimiento universal para encontrar $\log(N f \lambda/5000) \rightarrow N$
4. usar la ecuacion de Boltzmann para encontrar todos FeII iones
5. usar la ecuacion de Saha para encontrar FeII, FeI, FeIII (si hay)
 \rightarrow abundancia de hierro

se necesitan lineas debiles en el parte lineal de curva de crecimiento!!

Z	Chemical Symbol	Solar Fraction of H	Error (%)	Asteroid Fraction of H	Error (%)	T (°K)
1	H	1				
2	He	9.75×10 ⁻²	8.4			
3	Li	1.45×10 ⁻¹¹	30.0	2.05×10 ⁻⁹	9.2	1225
4	Be	1.41×10 ⁻¹¹	26.0	2.62×10 ⁻¹²	9.5	
5	B	4.00×10 ⁻¹⁰	100.0	7.60×10 ⁻¹⁰	10.0	
6	C	3.62×10 ⁻⁴	9.6			
7	N	1.12×10 ⁻⁴	9.6			
8	O	8.53×10 ⁻⁴	8.4			
9	F	3.02×10 ⁻⁸	100.0	3.63×10 ⁻⁸	15.0	736
10	Ne	1.23×10 ⁻⁴	14.0			
11	Na	2.14×10 ⁻⁶	7.0	2.06×10 ⁻⁶	7.1	970
12	Mg	3.80×10 ⁻⁵	12.0	3.85×10 ⁻⁵	3.8	1340
13	Al	2.95×10 ⁻⁶	17.0	3.04×10 ⁻⁶	3.6	1650
14	Si	3.55×10 ⁻⁵	12.0	3.58×10 ⁻⁵	4.4	1311
15	P	2.82×10 ⁻⁷	10.0	3.73×10 ⁻⁷	10.0	1151
16	S	1.62×10 ⁻⁵	15.0	1.85×10 ⁻⁵	13.0	648
17	Cl	3.00×10 ⁻⁷	100.0	1.88×10 ⁻⁷	15.0	863
18	Ar	3.62×10 ⁻⁶	6.0			
19	K	1.32×10 ⁻⁷	35.0	1.35×10 ⁻⁷	7.7	1000
20	Ca	2.29×10 ⁻⁶	5.0	2.19×10 ⁻⁶	7.1	1518
21	Sc	1.26×10 ⁻⁹	23.0	1.23×10 ⁻⁹	8.6	1644
22	Ti	9.77×10 ⁻⁸	5.0	8.60×10 ⁻⁸	5.0	1549
23	V	1.00×10 ⁻⁸	5.0	1.05×10 ⁻⁸	5.1	1450
24	Cr	4.68×10 ⁻⁷	7.0	4.84×10 ⁻⁷	7.6	1277
25	Mn	2.45×10 ⁻⁷	7.0	3.42×10 ⁻⁷	9.6	1190
26	Fe	4.68×10 ⁻⁵	7.0	3.23×10 ⁻⁵	2.7	1336
27	Co	8.32×10 ⁻⁸	10.0	8.06×10 ⁻⁸	6.6	1351
28	Ni	1.78×10 ⁻⁶	10.0	1.77×10 ⁻⁶	5.1	1354
29	Cu	1.62×10 ⁻⁸	10.0	1.87×10 ⁻⁸	11.0	1037
30	Zn	3.98×10 ⁻⁸	20.0	4.52×10 ⁻⁸	4.4	825
31	Ga	7.59×10 ⁻¹⁰	26.0	1.35×10 ⁻⁹	6.9	918
32	Ge	2.57×10 ⁻⁹	38.0	4.27×10 ⁻⁹	9.6	825

¹ Newson, Horton E., "Composition of the Solar System, Planets, Meteorites, and Major Terrestrial Reservoirs." In *Global Earth Physics: A Handbook of Physical Constants* edited by T.J. Ahrens, 159–189. AGU Reference Shelf, No. 1. Washington: American Geophysical Union, 1995.

Abundancias y poblaciones estelares

“metalicidad”: $[M/H] = \log M/H_{\text{estrella}} - \log M/H_{\text{Sol}}$

M/H: abundancia de cualquier elemento por abundancia de H usual: Fe como representante de todos los elementos $> \text{He}$

$[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ --> abundancia solar

$[\text{Fe}/\text{H}] = -1$ --> 1/10 abundancia solar

$[\text{Fe}/\text{H}] = -2$ ---> 1/100 abundancia solar

metalicidad y edad son las propiedades fundamentales de **poblaciones estelares**

poblacion del disco Galactico: tipicamente $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$

cumulos estelares jovenes (10^6 años): $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.5$

estrellas en el halo de Via Lactea (cumulos globulares):
 $-0.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$

valores extremas: $[\text{Fe}/\text{H}] < -4$ pero muy rara

generalmente: relation entre metalicidad y edad:
las poblaciones mas viejos tienen menos metales
--> enriquecimiento quimico Galactico

mas importante en la produccion de metales:
---> Supernovas