Universidade do Vale do Paraíba - UNIVAP Faculdade de Engenharias Arquitetura e Urbanismo – FEAU

"O ESTUDO DA QUÍMICA DE OBJETOS ESTELARES JOVENS : W33A e ELIAS 29"

Aluna: Caroline d'Ambelle Barroso de Castro

Curso: Engenharia Química

Orientador: Prof. Dr. Sérgio Pilling

São José dos Campos, SP

2013

CAROLINE DAMBELLE BARROSO DE CASTRO

O ESTUDO DA QUÍMICA DE OBJETOS ESTELARES JOVENS : W33A e ELIAS 29"

Trabalho de Conclusão de Curso apresentado ao curso de Engenharia Química - UNIVAP Orientador: Dr. Sérgio Pilling

São José dos Campos 2013 Universidade do Vale do Paraíba

Faculdade de Engenharias, Arquitetura e Urbanismo

CAROLINE DAMBELLE BARROSO DE CASTRO

O ESTUDO DA QUÍMICA DE OBJETOS ESTELARES JOVENS : W33A e ELIAS 29

Banca Examinadora:

RESUMO

As estrelas, em uma das fases iniciais de suas vidas, ainda apresentam um material circunjacente em forma de um disco achatado e denso conhecido como disco protoplanetário (PPD). Esse material contém muitas moléculas na fase gasosa e também na fase condensada denominadas gelos astrofísicos. Nesse trabalho serão apresentadas as semelhanças e diferenças presentes nos PPD de dois objetos estelares jovens (YSO), uma estrela jovem de baixa massa chamada Elias 29 e outra de alta massa chamada de W33A. O estudo utilizará espectros desses objetos obtidos por satélite que operam na faixa do infravermelho, também disponíveis na literatura.

O estudo permitirá ao aluno se aprofundar na área de espectroscopia molecular (na faixa do infravermelho) que além de ser muito utilizada na área de astroquímica também é empregada na indústria e em outras áreas na química.

Palavras-chave: Objetos estelares jovens; Astroquímica; Discos protoplanetários; W33A; Elias 29.

ABSTRACT

The stars, in one of the early stages of their lives, still present in a material surrounding shape of a flat disc shape known as dense protoplanetary disk (PPD). This material contains many molecules in the gas phase and condensed phase also referred to as astrophysical ice. In this work we will present the similarities and differences present in PPD two young stellar objects (YSO) a young star of low mass called Elias 29 and other high mass called W33A. The study uses spectra of these objects from satellites that operate in the infrared range, also available in the literature.

Keywords: Young star objects; Astrochemistry; Protoplanetary disks; W33A; Elias 29.

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO11	
1.1	Protoestrelas	14
1.2	Espectroscopia	18
1.3	Descrição e classificação da evolução de uma protoestreta	20
2	OBJETIVOS	
5		
3.1	Protoestrela W33A2	1
3.1. (SW	1 Espectro da Estrela W33A Obtido pelo Espectrômetro de Comprimento de Onda O/S) do Observatório Espacial de Infravermelho (ISO)	Curto
3.1.2	2 Densidade da Coluna de Gelo de H ₂ O	23
3.1.2	2.1 Modo de estiramento	23
3.1.2	2.2 Modo combinado	24
3.1.2	2.3 Modo de dobra	24
3.1.3	3 Comparação com CO ₂	25
3.1.4	4 Detecção de gelo de amônia	
3.2	Protoestrela ELIAS 2927	
3.2.	1 Gelo e bandas de absorção associadas a poeira	
3.2.2	2 Gelo de H ₂ O	•••••
3.2.2	3 Gelo de CO	
3.2.4	4 Gelo de CO ₂	•
3.2.:	5 A banda em 3,47 μm	
3.2.0	6 Gelo de CH ₃ OH	
3.2.7	7 A banda em 6,85µm	
3.2.8 'XC	8 Limites superiores para sólidos CH ₄ , NH ₃ , H ₂ CO, HCOOH ,OCS e N ²	3
3.2.9	9 Silicatos	
3.2.	10 Linhas de absorção em fase gasosa	
3.2.	11Gás de CO	
3.2.	12Gás de H ₂ O	

5	REFERÊNCIAS BIBLIOGR	ÁFICAS	39
5	KEI EKENCIAS DIDLIOUK		,

LISTA DE FIGURAS

Figura 1: Exemplo de aglomerado	
Figura 2: Fases da vida de uma estrela12	
Figura 3: Trajetorias evolutivas de estrelas no diagrma Hertzprung-hRussell. Figura da	
esquerda mostra a trajetoria de protoestrelas antes de ingressarem na sequencia principal e a	
figura da direta mostra o percurso de uma esstrela do tipo do sol durante sua vida nesse	
diagrama (Temperatura x Luminosidade estelar)13	
Figura 4: Concepção artística de uma protostrela mostrando o disco de acreção (amarelo /	
laranja), toro (anel escuro ao redor do disco) e jatos de escoamento bipolares (azul) dentro da	1S
densas nuvens de seu berçário estelar 14	
Figura 5: Formação de uma protoestrela	
Figura 6: Visão geral gráfica dos quatro estágios da evolução de protoestrelas extraídos tese	
de Andrea Isella (2006). Uma SED típica de cada uma das classes é apresentada na coluna da	a
esquerda e um desenho da geometria correspondente é mostrado na coluna da direita16	
Figura 7: Espectro de emissão de hidrogênio neutro 19	
Figura 8: Classes Espectrais	
os jatos bipolares de gas espalhando a luz azul (direita)	
Figura 10: Espectro completo (2,4-25µm) do fluxo de W33A obtido com o SWS, com a	
identificação dos principais aspectos espectrais detectados22	
Figura 11: Comparações da característica em 3µm da curva espectral observada para a estrela	a
W33A, com perfis observacionais e de laboratório. A linha contínua é o espectro observado	
de W33A em cada caso. (a) Comparação com o perfil médio observado para vários objetos	
jovens estelares. (b) Comparações com o perfil médio observado pelo Mon R2RS3. (c)	
Comparação com perfis de laboratório para gelo de H2O pura em três temperaturas: 10K	
(curva superior), 50K (intermediária) e 80K (inferior). (d) Semelhante a (c), mas para uma	
mistura de 100: 9H ₂ O: NH ₃	
Figura 12: Espectro da profundidade óptica de W33A na faixa de 4 a $5\mu m$. Depressões	
centradas em 4,27, 4,39, 4,62 e em 4,90 μ m são identificadas com CO _{2, 13} CO ₂ , XCN/CO e	
OCS, respectivamente. A linha tracejada é o espectro de laboratório para gelo de H2O: NH ₃	
(100:9) a 50K	

Figura 13: Espectros de W33A nas vizinhanças de absorção de NH₃ (modo de inversão) e CH₃OH (modo de estiramento de CO) centradas em 9,0 e 9,8µm respectivamente. (a) Espectro de fluxo mostrando uma curva de quinta ordem (curva tracejada) que é usada para extrair os aspectos do perfil de silicato. (b) Espectro de profundidade óptica sobre a mesma faixa espectral, obtido usando a curva contínua mostrada em (a). São também mostrados espectros de laboratório para o gelo de H₂O:NH₃(100:9) em 50K (curva pontilhada) e gelo e H₂O:CH₃OH:CO₂(1,25:1,2:1,0) em 70K (curva tracejada e pontilhada).....26 Figura 14: A protoestrela de baixa massa Elias 29 está localizada na densa nuvem molecular Rho Ophiuchi. É uma das duas manchas brilhantes do infravermelho localizada no centro desta imagem obtida com a utilização do ISOCAM usando filtro de 6 e 16 microns.... 27 Figura 15: Espectro de Elias 29 no infravermelho intermediário obtido com o telescópio ISO-Figura 16: Espectro da profundidade óptica de Elias 29. A linha laranja representa o espectro de laboratório para o gelo a 10K. Todas as 5 bandas são claramente discerníveis....30 Figura 17 Banda de gelo de CO em escala de profundidade óptica observada na direção de Elias 29. A linha laranja é a fase de gás de CO. Linha pontilhada é da estrela NGC 7538:IRS9.: Banda de gelo de CO em escala de profundidade óptica observada na direção de Elias 29. A linha laranja é a fase de gás de CO. Linha pontilhada é da estrela NGC Figura 18: Estrutura espectral na região de longo comprimento de onda da banda de 3,0µm. Em (a), estão os espectros de alta e baixa resolução e o espectro contínuo (linha pontilhada). Em (b), a profundidade óptica com a característica de absorção em 3,47µm......32 Figura 19: Profundidade óptica na região de 5 a 8µm para Elias 29. Esta figura destaca o aspecto característico de absorção em 6,85 µm. Comparativamente as linhas espessas Figura 20: Espectro de alta resolução (R=2000) de Elias 29 mostrando várias linhas para a fase gasosa de CO, e a banda de absorção pelo gelo de CO em 4,67. Para comparação é mostrado o espectro de baixa resolução (R=400) deslocado ao longo da escala. 34 Figura 21: Análise das linhas para as fases gasosas de ¹²CO e ¹³CO em Elias 29. O painel a mostra o diagrama de rotação das linhas de ¹²CO, indicando a presença de gases quentes e frios, evidenciados pelas diferentes inclinações associadas aos níveis rotacionais inferior e superior. O painel b mostra o diagrama de contorno de X_{v}^{2} conforme o ramo vibracional R do espectro de CO₂. O painel c mostra a rotação das linhas de ¹³CO fortemente misturadas com

Figura 22: Profundidade óptica para linhas de H_2O gasoso em comparação com modelos a várias temperaturas. O modelo de um único componente (T=300K) e de dois componentes

fornecem resultados satisfatórios. Modelos muito	frios ou muitos quentes não fornecem um
bom ajuste	

LISTA DE TABELAS

Tabela 1:Densidades das colunas de gelo em direção a W33A	.27
Tabela 2:. Densidades das colunas de gelo em direção a Elias 29	.30
Tabela 3: Abundâncias médias de sólido e de fase gasosa ao longo da linha de visada para algumas protoestrelas	.37
Tabela 4: Razões entre as densidades das colunas de gás e de estado sólido para algumas protoestrelas	38

LISTA DE SÍMBOLOS E ABREVIATURAS

°C: Graus Celsius K: Graus Kelvin NH₃: amônia CH₃OH: metanol HCOOH: ácido fórmico 'XCN': cianetos **CO:** monóxido de carbono CO₂: dióxido de carbono H₂O: água CH₄: metano Si: silício **YSO:** Young star object **ISO:** Infrared Space Observatory SWS: Submilimetre Wavelength Satellite λ : comprimento de onda **m:** metro **cm:** centímetro **μm:** micron **ηm:** nanometro

1. INTRODUÇÃO

Formação estelar é o nome dado ao processo de formação de uma estrela. Normalmente este processo é complexo e muito violento, além de ocorrer de diversas formas em diferentes regiões do espaço.

Tipicamente, a maioria das estrelas se forma a partir de grandes nuvens moleculares. Quando em algum local da nuvem há uma certa densidade de moléculas massivas, essas tendem a entrar em colapso e a densidade central tende então a aumentar rapidamente, enquanto a densidade nas partes externas permanece praticamente constante. Estrelas formamse então por instabilidade gravitacional nestas nuvens, causada por ondas de choque de uma super-nova (estrelas de grande massa que iluminam com muita intensidade as nuvens que as formam).



Figura 1 – Exemplo de aglomerado

No momento em que a densidade central se tornar opaca a temperatura vai começar a subir e consequentemente aumentar a pressão, terminando enfim o colapso e alcançando um equilíbrio hidrostático; está formado então o núcleo estelar. Quando a estrela está nesse estágio de sua evolução ela é chamada de protoestrela. Após isso as camadas externas

continuam sendo acrescentadas ao núcleo e a temperatura continua a subir. Em um certo momento a temperatura alcançará 2000 K e o hidrogênio vai se dissociar de sua forma molecular, usando-se para isso da energia de contração da protoestrela, acabando com o equilíbrio hidrostático e fazendo-a entrar em colapso novamente. O núcleo só vai se equilibrar novamente quando todo o hidrogênio dele estiver na forma atômica. Nesse estágio o corpo celeste ainda é denominado protoestrela. A temperatura continuará a subir à medida em que mais matéria vai se unindo ao núcleo estelar; se não houver mais matéria nas proximidades a protoestrela pode nunca se tornar uma estrela. Normalmente quando a superfície da protoestrela atinge 4500K, a fotosfera já atingiu a superfície do núcleo em equilíbrio hidrostático. Inicia-se então a fusão nuclear. A partir desse momento a evolução da estrela vai definir seu tipo estelar.

Estrelas gastam 90% de suas vidas realizando a fusão nuclear do hidrogénio para produzir hélio em reações de alta pressão próximo ao seu centro. Tais estrelas estão na sequência principal do diagrama de Hertzsprung-Russell.

Pequenas estrelas (chamadas de anãs vermelhas) queimam seu combustível lentamente e costumam durar dezenas a centenas de biliões de anos. No fim de suas vidas, elas simplesmente vão apagando até se tornarem anãs negras. Conforme a maioria das estrelas esgota a sua reserva de hidrogénio, suas camadas externas expandem e esfriam formando uma gigante vermelha (em cerca de 5 biliões de anos, quando o Sol já for uma gigante vermelha, ele terá engolido Mercúrio e Vénus).

Estrelas maiores podem fundir elementos mais pesados, podendo queimar até mesmo ferro. O núcleo remanescente será uma anã branca, formada de matéria degenerada sem massa suficiente para provocar mais fusão, mantida apenas pela pressão de degenerescência. Essa mesma estrela vai se esvair em uma anã negra, numa escala de tempo extremamente longa.



Figura 2 - Fases da vida de uma estrela. Fonte: adaptado de http://www.infoescola.com/astronomia/diagrama-hr-e-evolucao-estelar/

Em estrelas maiores, a fusão continua até que o colapso gravitacional faça a estrela explodir em uma super-nova. Esse é o único processo cósmico que acontece em escalas de tempo humanas. Historicamente, super-novas têm sido observadas como "novas estrelas" onde antes não havia nenhuma.



Figura 3 - Trajetórias evolutivas de estrelas no diagrma Hertzprung-hRussell. Figura da esquerda mostra a trajetória de protoestrelas antes de ingressarem na sequencia principal e a figura da direta mostra o percurso de uma estrela do tipo do sol durante sua vida nesse diagrama (Temperatura x Lumihnosidade estelar).

Fonte: http://www.csupomona.edu/~pbsiegel/phy303/ch13.htm e

http://nothingnerdy.wikispaces.com/E5+STELLAR+PROCESSES+AND+STELLAR+EVOLUTION

Os rumos da evolução de uma estrela, normalmente dependem da quantidade de matéria presente no local em que a estrela está se formando. Os elementos químicos que farão parte da composição da estrela e a presença de uma ou mais estrelas companheiras são fatores secundários na definição do tipo estelar.

Existe um tipo particular de estrela denominada protoestrela como a W33A e a Elias 29, que serão abordadas ao longo do trabalho. A protoestrela é uma grande massa que se forma pela contração fora do gás de nuvem molecular gigante no meio interestelar . A fase protoestelar é um estágio inicial do processo de formação de estrelas. Para uma estrela massas solares que dura cerca de 100.000 anos. Ela começa com um núcleo de um aumento da densidade de uma nuvem molecular e termina com a formação de uma estrela T Tauri , que então se torna uma estrela da sequência principal. Este é anunciada pela T Tauri vento , um tipo de super- vento solar , que marca a mudança da massa acreção estrela em irradiando energia.



Figura 4 - Concepção artística de uma protostrela mostrando o disco de acreção (amarelo / laranja), toro (anel escuro ao redor do disco) e jatos de escoamento bipolares (azul) dentro das densas nuvens de seu berçário estelar. Fonte: http://www.gemini.edu/gallery/v/Posters-and-Prints/album10/GemMSF_FNL_jan22-2.jpg.html

A existência de "protoestrelas" foi proposto pela primeira vez e postulada pelo cientista soviético armênio, Viktor Ambartsumian. Da pesquisa de Ambartsumian foi no chamado "emissão contínua", observada no espectro de jovens estrelas do tipo T Tauri e suas estrelas vizinhas associados. Em contraste com as hipóteses clássicas sugerindo que estrelas formadas isoladamente, como um resultado da condensação de pequenas massas de matéria difusa, a nova hipótese postulada a existência de corpos maciços deformação, "protoestrelas". O processo de desintegração do protoestrelas é responsável pela formação de múltiplos membros de associações de estrela.

A formação de estrelas começa em nuvens moleculares gigantes . Estas nuvens são inicialmente equilibrada entre as forças gravitacionais, que trabalham para recolher a nuvem, e as forças de pressão (principalmente a partir do gás), que trabalham para manter a nuvem entre em colapso. Quando estas forças cair fora de equilíbrio, tal como devido a uma supernova onda de choque , a nuvem começa a entrar em colapso e fragmentar-se em

fragmentos cada vez menores. O menor desses fragmentos começam contratação e protoestrelas se tornam.

1.1.1 Protoestrelas

À medida que a nuvem continua a contrair, ele começa a aumentar de temperatura. O aumento de temperatura não é causada por reações nucleares, mas sim pela conversão de energia gravitacional para térmica de energia cinética . Como uma partícula (átomo ou molécula) desce em direção ao centro do fragmento contratante, a sua energia gravitacional diminui. Como a energia total da partícula deve permanecer constante (devido à conservação de energia), a redução no potencial de energia resulta num aumento gravitacionais em energia cinética da partícula. A energia cinética de um grupo de partículas é a energia cinética térmica, ou a temperatura , da nuvem. Quanto mais a nuvem contrai mais que a temperatura aumenta. À medida que a densidade da nuvem contrai o número de moléculas aumenta, tornando-a mais difícil para a radiação emitida de escapar. Com efeito, o gás se torna opaca à radiação e da temperatura no interior da nuvem começa a subir mais rapidamente. A nuvem de gás ainda tem muito mais gás nesta fase, chamada de Classe 0 protoestrela.



FORMAÇÃO DE UMA PROTO-ESTRELA

Figura 5- Formação de uma protoestrela. Fonte: http://www.if.ufrgs.br/oei/stars/formation/form st.htm

À medida que o sistema evolui, mais e mais emissão começa a entrar a partir do proto em vez do pó e gás circundante. Na fase I Classe, a protoestrela é agora aproximadamente a mesma massa que o envelope envolvente. A próxima etapa da evolução protoestrela é a estrela T Tauri clássica (classe protoestrela II). Nesta fase, a temperatura aumenta substancialmente e este disco torna-se muito menor do que o disco protoestelar. Na fase final da evolução protoestelar, a temperatura sobe e torna-se o material circundante de uma ordem de grandeza menor, tornando-se um proto-Classe III (estrela T Tauri fraca).

Estrelas se formam dentro de concentrações relativamente densas de gás e poeira interestelar conhecidas como nuvens moleculares. São regiões extremamente frias (temperatura da ordem de 10 a 20K, próximas portanto do zero absoluto). A essas temperaturas, gases se tornam moleculares, ou seja, os átomos se agrupam para formar moléculas. CO e H_2 são as moléculas mais comuns nas nuvens de gás interestelar. A baixa temperatura também favorece a aglomeração do gás a densidades mais altas. Quando a densidade atinge um valor limite, estrelas se formam.



Figura 6 - Visão geral gráfica dos quatro estágios da evolução de protoestrelas extraídos tese de Andrea Isella (2006). Uma SED típica de cada uma das classes é apresentada na coluna da esquerda e um desenho da geometria correspondente é mostrado na coluna da direita. Fonte: http://www.if.ufrgs.br/oei/stars/formation/form_st.htm

A alta densidade das regiões onde se formam as estrelas impede a passagem de luz visível. Essas regiões, opacas à luz visível, são chamada de nebulosas escuras. Como não

vemos a luz visível dessas regiões, temos que usar o infra-vermelho ou o domínio de rádio para estudá-las.

A formação estelar inicia-se quando as regiões mais densas das nuvens moleculares colapsam sob a ação de sua própria gravidade. Tais regiões têm tipicamente uma massa de 104 massas solares na forma de gás e poeira. Essas regiões, geralmente no centro da nuvem molecular, são mais densas do que as partes mais externas, o que faz com que colapsem primeiro. À medida em que colapsam, as regiões centrais se fragmentam em pedaços, cada com algo em torno de 0.1 parsec de extensão e contendo de 10 a 50 massas solares. Esses fragmentos então formam as protoestrelas.

A escala de tempo envolvida em todo este processo de colapso das regiões centrais das nuvens moleculares e de formação de estrelas é da ordem de milhões de anos.

A maioria das regiões onde se formam as estrelas são fontes de infra-vermelho, o que indica a presença de gás em contração e aquecimento, pela conversão de energia potencial gravitacional em energia interna. Além disso, onde encontramos estrelas jovens (ver abaixo), também vemos nuvens de gás ao seu redor, o resíduo da nuvem molecular escura após a formação das estrelas. E estrelas jovens são vistas em aglomerados, o que é compatível com a formação de estrelas a partir de fragmentos de uma mesma região no interior de uma nuvem molecular.

Uma vez que um fragmento se destaca das outras partes da região de formação estelar, podemos considerá-lo como um objeto bem definido, com identidade própria e campo gravitacional destacado do restante da nuvem. Chamamos a este objeto de protoestrela. À medida em que se forma a protoestrela, gás cai em direção ao seu centro. O gás em contração converte energia cinética em energia interna (calor), fazendo com que tanto sua pressão quanto sua temperatura subam. Ao atingir alguns milhares de graus de temperatura, a protoestrela se torna uma fonte de infra-vermelho.

Vários candidatos a protoestrela foram observados pelo telescópio espacial Hubble no interior da nebulosa de Órion. Estrelas nestas fases iniciais (chamadas de T-Tauri) são sempre encontradas no interior de nuvens de gás das quais nascem. Um exemplo é o aglomerado do Trapézio no interior da Nebulosa de Órion. Posteriormente, o aglomerado se desmembra, o gás é expelido e as estrelas evoluem. Freqüentemente encontramos aglomerados de estrelas jovens próximos de outras estrelas jovens. Tal fenômeno se deve à formação estelar induzida por supernovas. As estrelas muito massivas são as primeiras a se formar no interior de uma nuvem e terminam sua vida como supernovas (a serem discutidas no final do texto). A explosão da supernova forma ondas de choque no interior da nuvem molecular, comprimindo o gás mais cercano e levando-o a formar novas estrelas. Tal fenômeno leva a uma formação coerente de estrelas (estrelas jovens encontradas próximas a outras estrelas jovens), sendo responsável pelo padrão de distribuição coerente de estrelas jovens que vemos em várias galáxias. Essa situação é representada pela figura abaixo, onde (a), (b) e (c) são etapas sucessivas de formação estelar induzida.

Apesar de não ocorrerem reações de fusão nuclear em seus interiores, anãs marrons ainda assim emitem luz, principalmente no infra-vermelho, devido à sua energia interna acumulada durante o colapso do gás em sua formação. Há energia térmica suficiente para permitir que a anã marrom brilhe por uns 15 milhões de anos (chamada a escala de tempo de Kelvin-Helmholtz). Anãs marrons são importantes para a astronomia, pois devem ser o tipo mais comum de estrela e podem contribuir com grande quantidade da matéria da Galáxia, sendo assim possivelmente a chave do problema de matéria escura na Via-Láctea (ver a parte de Galáxias e Cosmologia). Decorrido o tempo de Kelvin-Helmholtz, anãs marrons se tornam invisíveis e se resfriam, tornando-se anãs pretas.

1.1.2 Estrelas da Seqüência Principal

Uma vez começada a queima do hidrogênio no centro de uma protoestrela, ela rapidamente evolui, passa pela fase de T-Tauri (em alguns milhões de anos) e se torna uma estrela da seqüência principal. Podemos dividir o seu interior em três regiões: o centro, no qual se dão as reações nucleares de fusão de H em He, uma zona convectiva e uma zona radiativa. Energia devida às reações nucleares, na forma de raios gama, neutrinos e partículas de alta energia, é gerada somente na região central. Essa energia é transferida para fora, seja por radiação eletromagnética, seja por convecção, dependendo da temperatura, densidade e opacidade do gás. Estrelas de alta massa têm regiões centrais bem pequenas e cercadas por um extenso envelope. A energia liberada na região central mantém o interior quente e produz a pressão necessária para contrabalançar a gravidade.

Poderíamos pensar que, uma vez esgotado o hidrogênio no seu centro, uma estrela cessaria de brilhar. Mas o esgotamento de hidrogênio é acompanhado pela produção de hélio. Dessa forma, a região central da estrela não fica vazia, mas é preenchida com "cinzas" de hélio.

À medida que aumenta a quantidade de hélio no centro, a taxa de produção de energia diminui até cessar. O processo de fusão de hidrogênio em hélio então se desloca para fora, no envoltório de hidrogênio que envolve o caroço de hélio (representado pela cor roxa na figura acima). Núcleos de hélio também podem ser consumidos pela fusão nuclear, mas a temperatura necessária para isso é de uns 100 milhões de graus, bem maior do que a temperatura de fusão do hidrogênio (em torno de uns 2 milhões de graus). Para estrelas pequenas, esta temperatura nunca é atingida, de forma que o centro rico em hélio permanece dormente.

No início de sua existência, algo em torno de 74% da massa de uma estrela está na forma de hidrogênio, 25% em hélio e 1% em todos os demais elementos químicos. Pela fusão nuclear, a massa de hidrogênio diminui no centro. No Sol, por exemplo, passados 5 bilhões de anos, apenas 29% da região central é de hidrogênio, estando 70% da massa na forma de hélio. Ou seja, as reações nucleares alteram a composição química nos interiores estelares.

Note que, sendo as regiões centrais muito massivas, decorrem-se de centenas de milhares até bilhões de anos para que se esgote o hidrogênio nelas contido. Obviamente, estrelas que produzem mais energia, a consomem mais rápido e, portanto, se esgotam em menos tempo. As estrelas de alta massa são as mais luminosas, tendo assim um tempo de vida na seqüência principal mais curto: uns 10 milhões de anos para as estrelas mais massivas, de umas 20 ou 30 massas solares. Já estrelas como o Sol duram 10 bilhões de anos e estrelas com 0.1 massa solar, duram dezenas de bilhões de anos nessa fase de fusão de hidrogênio.

1.2 Espectroscopia estelar

A informação completa que temos a respeito das estrelas é proveniente da luz que emitem. Os cientistas as analisam decompondo-as em prismas, assim como fazemos com a luz do Sol (nossa estrela mais próxima). Este princípio gerou o método conhecido por espectroscopia, que foi descoberto no final do século XIX. Com ele podemos obter o espectro de todas as estrelas, sendo que cada uma delas possui um espectro característico tal qual uma impressão digital.



Figura 7 - Espectro de emissão de hidrogênio neutro. Fonte:http://ciencia-vela.blogspot.com.br/2007/03/evoluo-estelar.html

No início do século XX, na universidade de Harvard sob a direção de Edward Pickering, iniciou-se um estudo do espectro de estrelas brilhantes do hemisfério norte para confecção do catálogo de Henry Draper. A classificação estelar, utilizada hoje em dia, foi feita por Annie Cannon, uma das pessoas que trabalhou neste catálogo. Ela classificou-as de acordo com suas cores, indo do azul (estrelas do tipo O) ao vermelho (estrelas do tipo M).

×	<u>Classificação Espectral</u>
	Azuis e brancas, 35 000K
B	20 000K
A	Brancas, 10 000K
F	Branco amareladas, 7 000K
G	Amarelas, 6 000K
K	Alaranjadas, 4 000K
М	Vermelhas, 2500 a 3 000K

Figura 8 - Classes Espectrais

O céu mostra-se diferente quando visto nos comprimentos de onda do visível e do infravermelho. Nossos olhos são mais sensíveis em comprimentos de onda do visível porque é nessa faixa do espectro que o Sol emite a maior parte da luz. Portanto, o nosso sentido de visão está sintonizado para ver estrelas. As temperaturas das estrelas variam de alguns

milhares a várias dezenas de milhares de graus. Objetos mais frios emitem em comprimentos de onda mais longos, nas faixas do infravermelho próximo e distante. Enquanto na faixa do visível a aparência do céu é dominada pelas estrelas, nos comprimentos de onda do infravermelho e além de 10µm o céu é preenchido pela radiação proveniente de nuvens gigantes de poeira interestelar e de estrelas frias.

A exploração do céu na região do infravermelho do espectro iniciou-se nos anos 60. Até o inicio dos anos 80, todas as observações no infravermelho eram obtidas com detectores em um único pixel. Mas nas últimas décadas, sensores de luz infravermelha com um número crescente de pixels tornaram-se disponíveis. Atualmente, são rotineiramente obtidas imagens digitais na faixa do infravermelho com comprimentos de onda entre 1 e 5 μ m, logo após a porção visível do espectro.

No afã de detectar objetos ainda mais frios, astrônomos têm buscado operar sensores que operem em comprimentos de onda ainda mais longos, para estender as observações na faixa do infravermelho distante (de 30 a 300 μ m). Mas aqui dispara-se com um problema fundamental: a atmosfera da Terra bloqueia quase toda a radiação nas faixas média e distante do infravermelho.

Observações baseadas em estações terrenas com comprimentos de onda além de alguns micrometros tornam-se difíceis porque o vapor de água absorve radiação infravermelha, e assim os observatórios são instalados em lugares de elevada altitude e de clima seco; o vulcão Mauna Kea no Havaí, localizado o 4200 m é uma das melhores localizações para observações no infravermelho, com observações podendo ser realizadas em comprimentos de onda tão longos quanto 24 µm. Mas mesmo em tais extremos ambientes, as condições para observações no infravermelho não são ideais. Em comprimentos de onda do infravermelho próximo, a alta atmosfera brilha com a emissão proveniente de moléculas de hidroxil que produzem condições equivalentes para observações visuais. Somente com o desenvolvimento de técnicas especiais de observação, astrônomos tornam-se habilitados a superar estes obstáculos para explorar o céu infravermelho.

Com isso, o ambiente ideal para telescópios de infravermelho é o espaço, além dos efeitos de absorção e emissão brilhante originados pela atmosfera da Terra. Um número de telescópios de infravermelho colocados no órbita da Terra têm se dedicado ao estudo de objetos frios com temperaturas variando de 20 a 1000 K.

Entre estes incluem-se o Satélite Astronômico Infravermelho (Infrared Astronomical Satellite – IRAS), Observatório Espacial do Infravermelho (Infrared Space Observatory – ISO) e o Telescópio Espacial de Infravermelho (Space Infrared Telescospe Facility-Spitzer).

O próximo projeto da NASA de um grande telescópio de infravermelho é o Telescópio James Webb, um telescópio de 6 m de diâmetro, com capacidade de explorar o céu infravermelho com sensitividade e resolução nunca antes alcançadas em comprimentos de onda entre 1 e 15 μ m.

Instrumentalizados com técnicas nas faixas da região submilimétrica e do infravermelho, astrônomos ficam então habilitados para procurar no céu as mais jovens estrelas e nuvens que se encontrem preparadas ou em condições para dar origem ao nascimento de estrelas.

1.3 Descrição e classificação da evolução de uma protoestrela

Como uma protoestrela evolui para a Idade Seqüência Principal Zero (Zams), a geometria do sistema (e, portanto, a distribuição espectral de energia) vai evoluir bem. Portanto, a fase de evolução de um protoestrela muitas vezes é classificada de acordo com a forma geral e as características da SED (índice espectral). A visão geral gráfica dos quatro estágios de evolução protoestelar são mostrados na figura 10.

Os objetos de classe são caracterizados por um núcleo central, incorporado num envelope de acreção muito maior. A massa do núcleo central cresce em objetos de classe I e desenvolve um disco de acreção circunstelar achatada . Para objetos de Classe II , a maioria do material circunstellar agora é encontrada em um disco de gás e poeira. Finalmente, para objetos de Classe III , a emissão a partir do disco torna-se insignificante e a SED lembra uma fotosfera estelar pura. A distinção entre estas diferentes classes foi inicialmente definida pela inclinação da SED (denominado de índice espectral) em comprimentos de onda infravermelhos. Fontes de Classe I normalmente têm SEDs que se erguem no infravermelho médio e distante , enquanto as fontes de Classe II têm SEDs planas ou caindo no infravermelho médio . No entanto, esta distinção quantitativa nem sempre é clara e não é uma forma eficaz de distinguir as diferentes classes de objetos.

2 Objetivos

O presente estudo possui os seguintes objetivos na tentativa de se entender a química presente nos envoltórios cirncunstelares das estrelas em suas fases inicias (discos protoplanetários de objetos estelares jovens): i) Familiarização do aluno com a disciplina de astroquímica e o papel das moléculas no cosmos, bem como sobre os processos de formação estelar e os tipos de estrelas. ii) Identificar e quantificar as moléculas presentes no envoltório circunstelar das estrelas jovens ELIAS 29 (baixa massa) e W33A (alta massa) utilizando espectroscopia no infravermelho. iii) Comparar e discutir as semelhanças e diferenças entre química presente nas estrelas jovens de baixa massa e alta massa.

O estudo permitira ao aluno se aprofundar na área de espectroscopia molecular (na faixa do infravermelho) que além de ser muito utilizada na área de astroquímica também é empregada na indústria e em outras áreas na química.

3 Metodologia

Numa das fases iniciais de suas vidas, as estrelas ainda apresentam um material circunjacente em forma de um disco achatado e denso conhecido como disco protoplanetário (PPD). Esse material contem muitas moléculas na fase gasosa e também na fase condensada as quais chamamos de gelos astrofísicos [5]. Nesse trabalho pretendemos investigar as diferenças presentes nos PPD de dois objetos estelares jovens (YSO) uma estrela joven baixa massa chamada de ELIAS 29 [2] e outra de alta massa chamada W33A [1]. O estudo utilizará espectros desses objetos obtidos por satélites que operam na faixa do infravermelho. Uma descrição das características espectrais de cada objeto é mostrado a seguir.

3.1 Protoestrela W33A

Os espectros em infravermelho de objetos estelares jovens (YSO) embutidos em nuvens frias e densas apresentam aspectos característicos de absorção de gelos moleculares. Entre tais objetos conhecidos, W33A é notável por apresentar um espectro particularmente rico de material molecular no estado sólido. A fonte existente de radiação é geralmente admitida ser um objeto massivo e luminoso no interior da região do complexo molecular W33HII, situado a uma distância de cerca de 4kpc do Sol.

O espectro da protoestrela é dominado por raios de absorção extremamente fortes por materiais no estado sólido de gelo de H_2O e silicatos, respectivamente concentrados em torno de 3,1 e 9,7 µm. Outros gelos moleculares detectados nesta linha de visada incluem CO, CO₂, OCS, CH₃OH, CH₄ e espécies contendo CN, geralmente referidas como "XCN". O metanol (CH₃OH) chega a ter abundância relativa à água de 15% e 30%, respectivamente. O ácido fórmico observado em W33A pelo ISO. Sua abundância varia de 1 a 5% em relação à água no estado sólido. Na fase gasosa, o ácido fórmico foi detectado em envelopes ao redor de regiões de formação de estrelas de alta e baixa massa.



Figura 9: Imagem da protostrela W33A mostrando a região avermelhada central (esquerda) e os jatos bipolares de gás espalhando a luz azul (direita). REF: http://www.astronomynow.com/news/n1004/14massive/

Gelos na linha de visada da estrela W33A aparecem como tivessem sido submetidos a uma evolução significativa em comparação com estrelas em nuvens moleculares frias e em estado quiescente. CO, a mais volátil das moléculas comumente detectadas em mantas de grão, encontra-se predominantemente na fase gasosa. Os perfis dos raios originados pelos componentes CO e CO₂ indicam evidência de evaporação parcial e/ou recozimento das mantas.

Estudar a composição e a estrutura dos gelos como funções do ambiente físico é vital para o entendimento da evolução química do meio que envolve as protoestrelas. Estudos detalhados de inventários moleculares de estado sólido em fontes como a W33A irão fornecer uma importante base de dados para comparação com o material de sistemas solares primitivos tais como os cometas, e para delimitar modelos de química nebular.

3.1.1 Espectro da Estrela W33A Obtido pelo Espectrômetro de Comprimento de Onda Curto (SWS) do Observatório Espacial de Infravermelho (ISO)

O objeto W33A foi observado pelo ISO SWS em 10 de outubro de 1996. O SWS foi usado no modo SO1, cobrindo a inteira faixa espectral disponível com este instrumento (2,4-45µm). Uma descrição detalhada do SWS e seu modo de operação são apresentados na figura.

A figura mostra o espectro de W33A na faixa de comprimento de onda de 2,4 a 25 μ m, de interesse para raios de estado sólido. Devido aos baixos níveis de fluxo, o espectro obtido como SWS é extremamente ruidoso próximo às regiões centrais dos intervalos em 2,8-3,3 μ m (gelo de H₂O) e em 8-12 μ m (silicatos).



Figura 10 - Espectro completo (2,4-25µm) do fluxo de W33A obtido com o SWS, com a identificação dos principais aspectos espectrais detectados. Fonte: Gibb et al., 2000.

Um problema recorrente no estudo de aspectos característicos do espectro para a identificação de componentes no estado sólido é a determinação de uma linha de base necessária para converter os espectros de fluxo em espectros de profundidade óptica. Alguns trechos do espectro apresentam forte depressão tal que pequenos erros no espectro contínuo de referência (linha base) não chegam a afetar a forma do perfil ou a estimativa da concentração dos componentes químicos. Um método usado nesta situações é isolar um trecho individual do espectro e fitá-lo por uma curva contínua, como mostrado.

2.2 Densidade da Coluna de Gelo de H₂O

3.1.2 Modo de estiramento

 H_2O é a mais abundante de todas as moléculas comumente encontradas em nuvens moleculares, dominando a maior fase (polar) dos gelos. Entretanto, a densidade da coluna de gelo de H_2O na direção de W33A apresenta controvérsia, com valores citados na literatura variando (em unidades de 10^{19} cm⁻²) de 0,9 a 4,7. Esta questão foi reavaliada com os dados disponibilizados pelo SWS ISO. O espectro, na faixa de 2,5 a 4,1 µm, da profundidade óptica da estrela W33A é mostrado na figura 14, juntamente com várias comparações. As figuras (a) e (b) mostram a superposição das porções laterais do espectro em $3\mu m$ de W33A com os perfis médios observados para vários YSOs. Na figura (b), compara-se a curva de W33A com os dados para MonR2IRS3. Considerando a faixa de possíveis coincidências no perfil de comprimento de onda curto, como ilustrado em (a), conclui-se que o valor mais provável para a profundidade óptica central é T_{max} = 5,5 ± 1,5.



Figura 11 - Comparações da característica em 3µm da curva espectral observada para a estrela W33A, com perfis observacionais e de laboratório. A linha contínua é o espectro observado de W33A em cada caso. (a) Comparação com o perfil médio observado para vários objetos jovens estelares. (b) Comparações com o perfil médio observado pelo Mon R2RS3. (c) Comparação com perfis de laboratório para gelo de H₂O pura em três temperaturas: 10K (curva superior), 50K (intermediária) e 80K (inferior). (d) Semelhante a (c), mas para uma mistura de 100: 9H₂O: NH₃. Fonte: Gibb et al., 2000.

Comparações baseadas em gelos de laboratório são mostradas nas figuras (c) e (d). Em cada caso três diferentes temperaturas de gelo são indicadas: Os gelos de H₂O: NH₃ em 10 e 50K fornecem a melhor coincidência. A forma do perfil altera-se com o aumento da temperatura, com a curva tornando-se mais estreita em gelos aquecidos. Isto permite a possibilidade de que a curva característica de W33A apresenta uma depressão ainda maior, enquanto que um razoável ajuste é mantido na porção esquerda, de comprimento de onda curto. A existência de gelos parcialmente recozidos, na direção de W33A, é confirmada pela análise de outros aspectos característicos do espectro. As estimativas da densidade da coluna baseada em laboratório, referentes ás figs. (c) e (d), ficam na faixa de 0,8-1,8 . 10^{19} cm⁻². Levando em consideração o nível de concordância de cada curva com os dados observacionais, deduz-se que o valor mais provável para a densidade seja N(H₂O) = (1,2 ± 0,3). 10^{19} cm⁻², consistente com o valor deduzido a partir de comparação astronômica.

3.1.2.2 Modo combinado

O modo de combinação reflete-se como o aspecto menos pronunciado no espectro de H₂O na faixa intermediária do infravermelho. Ocorre num pico de 4,5 µm e que se estende aproximadamente de 3,7 µ m a 5 µm. Esta região espectral é ilustrada na figura. Para uma densidade de coluna de N(H₂O) $\approx 10^{19}$ cm⁻², o pico de profundidade óptica é predito em 0,15. Uma curva larga e pouca profundidade aparece centrada em $\approx 4,5$ µm com um pico de profundidade óptica de 0,1 parece de fato estar subjacente a depressões associadas a ¹²CO₂, ¹³CO₂, CO e XCN. O perfil do modo de combinação correspondente a gelo de laboratório tem a mistura 100: 9H₂O: NH₃ A 50K é escolhida para ilustração. Da figura, chega-se a conclusão que o modo de combinação é estimado como sendo N(H₂O) = (0,7±0,4). 10¹⁹ cm⁻².



Figura 12 - Espectro da profundidade óptica de W33A na faixa de 4 a 5 μ m. Depressões centradas em 4,27, 4,39, 4,62 e em 4,90 μ m são identificadas com CO₂, ¹³CO₂, XCN/CO e OCS, respectivamente. A linha tracejada é o espectro de laboratório para gelo de H2O: NH₃ (100:9) a 50K. Fonte: Gibb et al., 2000.

3.1.2.3 Modo de dobra

Semelhante ao modo de estiramento, o modo de dobra é um misto da superposição de características e moléculas que acredita-se estarem presentes em gelos e em outros constituintes granulares. Uma análise detalhada de alta resolução do espectro de W33A na região espectral de 5 a 8µm sugere um valor de $N(H_2O) = 4,0.10^{19}$ cm⁻² para o modo de dobra.

3.1.3 Comparação com CO₂

Considera-se a correlação das densidades das colunas de gelo de H_2O e CO_2 na direção de vários objetos. Estudos anteriores mostram que existe uma estreita correlação entre $N(H_2O)$ e $N(CO_2)$. A razão $N(CO_2)/N(H_2O)$ é 17% com uma faixa extrema de 10% - 23% para uma amostra de 15 fontes. A amostra incui linhas de visada em direção ao centro da Galáxia e á estrela Elias 16, assim como vários objetos estelares jovens, sugerindo que a concentração de CO_2 em gelos interestelares é robusta e insensitiva a diferentes condições físicas. Em direção a W33A tem-se $N(CO_2)=14,5.10^{17}cm^{-2}$, medida a partir do modo de

dobra de CO_2 em 15µm. Como uma verificação independente, o modo não saturado de estiramento para CO_2 em 4,39µm fornece N(CO_2)=14,0.10¹⁷ cm⁻², em boa concordância com o resultado para o modo de dobra. A concentração de CO_2 é 13% usando o modo de estiramento e somente 3% a 4% com o modo de dobra. Se este último estiver correto, W33A seria única entre as várias fontes até então estudadas.

Com base nos vários resultados e argumentos apresentados, conclui-se que $N(H_2O)=(1,1\pm0,3).10^{19}$ cm⁻² é o valor mais provável para densidade da coluna de gelo de H_2O na direção de H_2O . Este resultado é consistente com todos os vínculos observacionais, com exceção para aspecto característico de modo de dobra em 6,0µm. A razão para tal discrepância permanece inexplicada.

3.1.4 Detecção de gelo de amônia

Em 2000, foi reportado pela primeira vez a detecção de NH₃ em gelos na direção de W33A. Isso foi conseguido com análises cuidadosas do perfil de silicato na região do espectro característico de inversão.

A figura mostra o fluxo do espectro de W33A na faixa 8-11µm. O perfil exibe uma mudança de inclinação em 8,5µm e um ponto de inflexão de 9,5µm. Isso é consistente com duas características adjacentes de absorção, aproximadamente em 8,5-9,5µm e em 9,5-10,0µm de extensão, o primeiro é atribuído a NH₃, e o segundo ao modo de estiramento do CO em CH₃OH. Um local continuo para esses dois aspectos característicos é determinado ao adaptar-se uma curva polinomial de quinta ordem ao logaritmo do espectro de fluxo nas faixas 8,0-8,5; 9,45-9,55 e 10,05-11,0µm. A curva adaptada é mostrada na fig. b, onde também estão os espectros para a mistura de gelo de H₂O:NH₃=100:9 em 50K, e a mistura de gelo de H₂O:CH₃OH:CO2=1,25:1,2:1,0 a 70K. O espectro observado é muito ruidoso na direção de 9,0µm, devido aos baixos níveis de fluxo na depressão associada ao silicato. Na fig.b , o aspecto característico do espectro de W33A em 9,8 µm mostra-se consistente com gelo de H₂O:CH₃OH:CO₂, enquanto o aspecto característico em 9,0µm concorda com o espectro de gelo de H₂O:NH₃ em comprimento de onda curto. O desvio entre os espectros na região 9,0-9,4µm deve-se provavelmente a ruído, embora não se possa excluir a possibilidade de absorção adicional sobre esta faixa de espectro.

Para estimar a densidade da coluna de gelo de NH₃ na direção de W33A, usa-se a curva de laboratório na fig. b como um guia no ramo de longo comprimento de onda em 9,0 μ m, ignorando o segmento ruidoso de 9,0 a 9,4 μ m. A profundidade óptica média na região é 0,45±0,10 e a densidade da coluna é N(NH₃)=(1,7±0,4).10¹⁸ cm⁻². Isto implica numa concentração de NH₃ relativa a H₂O de 15% na direção de W33A.

Para comparação a concentração de NH₃ na direção de IRS9 foi estimada em 10%. Concentrações de 10%-15% de NH₃ em gelos interestelares na direção de objetos estelares jovens parecem razoáveis e não estão em conflito com vínculos de <10% advindos do estiramento de N-H e modos de deformação em 2,95 μ m e 6,14 μ m, respectivamente.

O aspecto característico de CH₃OH em 9,8µm apresenta uma profundidade óptica estimada em 0,9±0,2 e a densidade da coluna é N(NH₃)=(1,5±0,4).10¹⁸cm⁻². Este resultado

pode ser comparado com valores de N(NH₃)= $(1,7\pm2,1).10^{12}$ cm⁻² estimados a partir dos modos de estiramento e de dobra de C-H.



Figura 13 - Espectros de W33A nas vizinhanças de absorção de NH₃ (modo de inversão) e CH₃OH (modo de estiramento de CO) centradas em 9,0 e 9,8µm respectivamente. (a) Espectro de fluxo mostrando uma curva de quinta ordem (curva tracejada) que é usada para extrair os aspectos do perfil de silicato. (b) Espectro de profundidade óptica sobre a mesma faixa espectral, obtido usando a curva contínua mostrada em (a). São também mostrados espectros de laboratório para o gelo de H₂O:NH₃(100:9) em 50K (curva pontilhada) e gelo e H₂O:CH₃OH:CO₂(1,25:1,2:1,0) em 70K (curva tracejada e pontilhada).
Fonte: Gibb et al., 2000.

A tabela abaixo apresenta as densidades para todas as espécies identificadas no espectro de W33A. Em geral, adotam-se valores listados na literatura [Ref.: Gibb 2000], sejam fornecidos com espectros obtidos com o ISO-SWS ou em estações terranas.

Species	$(10^{17} \text{ cm}^{-2})$
	(10 011)
H ₂ O	110
HDO	0.3
CO (total)	8.9
CO (polar)	6.6
CO (nonpolar)	2.3
CO2 (total)	14.5
CO2 (polar)	12.3
CO ₂ (nonpolar)	2.2
¹³ CO ₂	0.27
СН,	1.7
СН ₃ ОН	19.5
H ₂ CO	7.1
нсоон	7.8
HCOO	0.9
CH,HCO	10.8
OCS	0.2
NH3	17
XCN	3.8

Tabela 1 - Densidades das colunas de gelo em direção a W33A. Fonte: Gibb et al., 2000.

Relatamos a detecção de linhas de banda v1 de formaldeído gasoso (H₂CO) em vibração-rotação, perto de 3,6 μ m de absorção para W33A. O formaldeído está a uma temperatura de cerca de 100 K e tem apenas uma pequena percentagem de formaldeído sólido visto ao longo da mesma linha de visão. Estas características sugerem que o formaldeído em fase gasosa tem evaporado de grãos de poeira em uma pequena fração da nuvem, que foi aquecido indiretamente pela estrela central. Esta região é provavelmente fora da fonte de infravermelhos do contínuo. No formaldeído fase gasosa foi detectado em direção de RAFGL 7009S, o limite superior para a sua abundância é cerca de cinco vezes menos do que a abundância para W33A.

3.2 Protoestrela Elias 29

A figura 17 mostra uma fotomontagem contendo uma fotografia da protoestrela de baixa massa Elias 29 que está localizada na densa nuvem molecular Rho Ophiuchi. Nessa imagem vemos sobreposto, um espectro de absorção do material interestelar é dominado pela água gelada com bandas em 3 e 6 mícron, respectivamente. A ligação de O-H da molécula de gelo com variação da distância interatômica (modo de alongamento) e o ângulo variável entre os dois átomos de hidrogênio pode ser visto a partir do átomo central de oxigênio.



Figura 14 - A protoestrela de baixa massa Elias 29 está localizada na densa nuvem molecular Rho Ophiuchi. É uma das duas manchas brilhantes do infravermelho localizada no centro desta imagem obtida com a utilização do ISOCAM usando filtro de 6 e 16 micronshttp://www.gemini.edu/gallery/v/Posters-and-Prints/album10/GemMSF_FNL_jan22-2.jpg.html

O observatório ISO forneceu a primeira informação completa, o censo imparcial de uma variedade de gelos interestelares, dando assim um importante impulso para a interpretação correta dos espectros. ISO foi o primeiro observatório de infravermelhos do mundo, fornecendo aos astrônomos inédita sensibilidade no infravermelho de 2 a 240 microns. Lançado em novembro de 1995 e operado até abril de 1998, ISO também foi um grande sucesso técnico e operacional. Seu telescópio de 60 centímetros de diâmetro foi arrefecido por hélio líquido superfluido a temperaturas de 2 a 4K. ISO foi equipado com quatro instrumentos sofisticados e versáteis: dois espectrômetros, uma câmera e um fotopolarímetro, todos construídos por laboratórios e institutos de países membros da ESA (França, Alemanha, Países Baixos e Reino Unido). Imagem individual, observações fotométricas, espectroscópica e polarização foram feitas com todas as classes de objetos astronômicos e esses dados já estão disponíveis para todos. Resultados científicos da ISO estão impactando todas as áreas da astronomia, de cometas a cosmologia, dando um vigoroso ímpeto a pesquisas de laboratório para a correta interpretação de tais espectros.

A água na fase de gás é também detectada, mais perto para a estrela onde a temperatura é suficientemente elevada para expelir a água dos grãos ou para desencadear a formação de mais moléculas de água. ISO observou linhas de água num certo número de YSOs. Há abundâncias para as fases sólidas e gás e mostrauma dependência de temperatura, que aponta para diferentes estágios evolutivos como os envelopes expandem e esfriam. As observações de ISO colocam restrições nos modelos desenvolvidos para o centro de nossa galáxia. Lá, uma abundância de 10 moléculas de água por milhão de moléculas de hidrogênio foi derivado longo de uma região 150 vezes maior do que em Orion. Submilimetre Wavelength Astronomical Satellite (SWAS) da NASA - lançado após ISO - sondou regiões mais frias, fornecendo a medida de 10-8 (10 moléculas de água por bilhão de moléculas de hidrogênio) em nuvens de repouso.



Figura 15 - Espectro de Elias 29 no infravermelho intermediário obtido com o telescópio ISO-SWS, com uma curva espectral contínua (linha pontilhada). Fonte: Favata *et al.*, 2000

A composição e a evolução do material molecular em torno de protoestrelas de baixa massa como Elias 29 encontram-se pouco estudadas. Não é provável que o material molecular evolua de maneira semelhante ao material que envolve as protoestrelas massivas. Protoestrelas de pouca massa evoluem muito mais vagarosamente, liberam menos energia radioativa, produzem menos ventos energéticos e formam discos. Ainda não foi estabelecido se objetos de pouca massa possuem núcleos aquecidos, e se os gelos neles presentes sobrevivam ao processo de formação de estrela.

3.2.1 Gelo e bandas de absorção associadas a poeira

Várias bandas de absorção associadas a gelos e silicatos encontram-se presentes no espectro infravermelho de Elias 29. Com base no espectro, determinam-se a composição da manta de gelo e a sua história térmica. O espectro completo também permite a determinação dos limites superiores de abundância de moléculas não detectadas que são astrofisicamente relevantes. As densidades das espécies a serem discutidas encontram-se na tabela.

molecule	$N [10^{17} \text{ cm}^{-2}]$
H ₂ O	34 (6)
$^{12}CO_2$	6.7 (0.5)
$^{13}CO_2$	0.083 (0.005)
CO	1.7 (0.3)
CH ₄	< 0.5
NH ₃	< 3.5
CH3OH	< 1.5
H ₂ CO	< 0.6
HCOOH	< 0.3
OCS	< 0.015
XCN	< 0.067

Tabela 2 - Densidades das colunas de gelo em direção a Elias 29. Fonte: Favata et al., 2000

3.2.2 Gelo de H₂O

O espectro infravermelho de Elias 29 na figura 16 mostra todos os modos de vibração associados à absorção pelo gelo de H_2O . Vê-se o modo de estiramento de O-H em 3,0 μ m, o modo de "libração" em 12 μ m, o modo de combinação em 4,5 μ m, e possivelmente o modo em rede em 45 μ m.



Figura 16 - Espectro da profundidade óptica de Elias 29. A linha laranja representa o espectro de laboratório para o gelo a 10K. Todas as 5 bandas são claramente discerníveis. Fonte: Favata *et al.*, 2000

3.2.3 Gelo de CO

A figura 17 mostra um pico em 4,673 μ m, a banda associada a gelo de CO observada na direção de Elias 29 é semelhante à banda correspondente à protoestrela luminosa NGC 7538:IRS9. A componente principal é atribuída a sólido puro de CO ou CO incrustrado em um ambiente de moléculas apolares.



Figura 17- Banda de gelo de CO em escala de profundidade óptica observada na direção de Elias 29. A linha laranja é a fase de gás de CO. Linha pontilhada é da estrela NGC 7538:IRS9. Fonte: Favata *et al.*, 2000

3.2.4 Gelo de CO₂

As bandas de absorção de gelo de CO_2 estão prodominantemente presentes no espectro infravermelho de Elias 29. São vistos os modos de estiramento e de dobra em 4,27 microns e

15,2 microns respectivamente. O modo de dobra do ¹²CO e o modo de estiramento de ¹³CO mostraram-se sensíveis à composição da manta de gelo. Em Elias 29, estas bandas não mostram as estreitas sub-estruturas vistas em muitas outras proestrelas, e que são atribuídas a gelos polares de CO₂ aquecidos. Em relação à banda de gelo de CO, a largura e a posição do pico da banda de ¹³CO₂ lembra muito àquela encontrada na protoestrela NGC 7538:IRS9. Portanto, o gelo de CO₂ na direção de Elias 29 é uma mistura de moléculas polares e não é afetada por aquecimento. O valor da densidade de CO₂ é 22 ± 4% relativa ao gelo de água, sendo comparável a valores reportados para protoestrelas massivas.

3.2.5 A banda em 3,47 μm

A figura 18 mostra porção lateral de longo comprimento de onda correspondente à depressão em 3,0 μ m apresenta uma mudança de inclinação em 3,38 μ m, sendo uma indicação de absorção rasa (fig). Fitando o espectro com um polinômio de sexta ordem, obtém-se uma banda de absorção centrada em 3,49±0,03 μ m, com um pico de densidade óptica de 0,06 (fig.). Aspectos semelhantes de largura e posição de pico têm sido detectados em muitas protoestrelas massivas. Um provável candidato para esta banda de 3,47 μ m é o modo de estiramento da ligação C-H dos hidrocarbonos.



Figura 18 - Estrutura espectral na região de longo comprimento de onda da banda de 3,0μm.
Em (a), estão os espectros de alta e baixa resolução e o espectro contínuo (linha pontilhada).
Em (b), a profundidade óptica com a característica de absorção em 3,47μm. Fonte: Favata *et al.*, 2000

3.2.6 Gelo de CH₃OH

Em muitas protoestrelas massivas, a banda em 3,47 μ m superpõem-se, ou mistura-se, com uma outra banda estreita que é centrada em 3,54 μ m. Este aspecto característico é

atribuído ao modo de estiramento da ligação C-H no sólido CH₃OH. Uma comparação direta com a protoestrela massiva NGC 7538:IRS9 mostra que, embora as bandas em 3,47 μ m têm formas semelhantes, a banda em 3,54 μ m encontra-se ausente em Elias 29.

3.2.7 A banda em 6,85µm

Elias 29 é a primeira protoestrela de pouca massa em que a banda de absorção em $6,85\mu$ m é detectada. Após a subtração das linhas da banda de gelo de H₂O e da fase de gás de H₂O, encontra-se que a banda em $6,85\mu$ m tem um pico de profundidade óptica de 0,007 na figura 19. Escalonando a densidade da coluna de H₂O, a intensidade da banda em $6,85\mu$ m em direção a Elias 29 é semelhante à de protoestrelas massivas. No perfil da banda, o abrupto pico em $6,60\mu$ m encontra-se em excelente concordância com vários objetos de alta massa, particularmente aqueles com traços de poeira e gás como W33A. Com este quadro, portanto, conclui-se que o material responsável para a banda de $6,85\mu$ m não é processado termicamente de maneira significativa.



Figura 19 - Profundidade óptica na região de 5 a 8μm para Elias 29. Esta figura destaca o aspecto característico de absorção em 6,85 μm. Comparativamente as linhas espessas (coloridas) referem-se às protoestrelas massivas NGC 7538:IRS9 e S140:IRS1. Fonte: Favata *et al.*, 2000

3.2.8 Limites superiores para sólidos CH₄, NH₃, H₂CO, HCOOH ,OCS e 'XCN'

Várias espécies no estado sólido têm sido detectadas na direção de protoestrelas luminosas, mas tais espécies são ausentes em Elias 29. O modo de deformação do sólido CH_4 foi detectado na direção de protoestrelas, com um pico de posição de 7,67µm. Para Elias 29, exclui-se essa banda até a profundidade menor que 0,03, correspondendo a $N(CH_4)/N(H_2O) < 1,5\%$. Mas devido à pobre definição no lado de comprimento de onda longo, adota-se a limite superior de profundidade menor que 0,1.

Finalmente, na direção de várias protoestrelas, massivas e de pouca massa, uma característica de absorção tem sido detectada em 4,62 μ m. Esta característica está ausente em Elias 29, embora seja identificado um pico menor que 0,01. Se esta característica é causada pelo modo de estiramento de CN, a profundidade óptica corresponde a uma densidade de coluna de N(XCN) < 6,7.10¹⁵ cm⁻². Este valor de densidade é consideravelmente menor que as detecções feitas na direção de objetos massivos (como W33A) e muitos objetos de pouca massa.

3.2.9 Silicatos

As bandas de absorção dos modos de estiramento e de dobra para Si-O encontram-se predominantemente presentes em 9,7 μ m e 18 μ m. Para a banda de absorção em 9,7 μ m é determinado um pico de profundidade óptica de 1.38.

3.2.10 Linhas de absorção em fase gasosa

O espectro de alta resolução (intervalo de 4,00-8,50 μ m) de Elias 29 mostra um número impressionante de linhas de absorção de substancias gasosas CO e H₂O (fig. 20). Os dados foram convertidos para a escala de profundidade óptica, e as linhas de absorção foram modeladas usando espectros de CO e H₂O, considerando esses gases em equilíbrio termodinâmico local e uma única temperatura de excitação.



Figura 20 - Espectro de alta resolução (R=2000) de Elias 29 mostrando várias linhas para a fase gasosa de CO, e a banda de absorção pelo gelo de CO em 4,67. Para comparação é mostrado o espectro de baixa resolução (R=400) deslocado ao longo da escala. Fonte: Favata *et al.*, 2000

3.2.11 Gás de CO

A região de 4,4 a 5,0µm (figura 20) mostra linhas de absorção de CO na fase gasosa até o número quântico rotacional $J_{low} = 33$ no ramo R até o número rotacional $J_{low} = 36$. Para todas as outras linhas de absorção são determinadas as larguras equivalentes para construir um

diagrama de rotação. Esse diagrama fornece a temperatura dos componentes ao longo da linha de visada. Para ¹²CO encontram-se dois regimes com diferentes inclinações, a temperaturas $T_{rot}=90 \pm 45$ K e $T_{rot}=1100 \pm 300$ K. Uma possível explicação é que o CO seja excitado por fótons contínuos em vez de colisões.



Figura 21 - Análise das linhas para as fases gasosas de ¹²CO e ¹³CO em Elias 29. O painel a mostra o diagrama de rotação das linhas de ¹²CO, indicando a presença de gases quentes e frios, evidenciados pelas diferentes inclinações associadas aos níveis rotacionais inferior e superior. O painel b mostra o diagrama de contorno de X²_v conforme o ramo vibracional R do espectro de CO₂. O painel c mostra a rotação das linhas de ¹³CO fortemente misturadas com as linhas de ¹²CO.

Fonte: Favata et al., 2000

3.2.12 Gás de H₂O

As numerosas linhas estreitas de absorção detectadas na região espectral de 5-7,3 μ m de Elias 29 são comparadas com modelos de espectro de vapor de H₂O em várias condições Físicas. Muitas linhas observadas em comprimentos maiores que 6,55 μ m são explicadas pelo vapor de H₂O em altas temperaturas. Por outro lado, as linhas relativamente fracas na faixa de 6,55-6,65 impõem que um limite superior de temperatura seja estabelecido para esse gás. Ajustes razoáveis para o espectro completo de 5 a 7,3 μ m são obtidos para temperaturas T_{ex} = 350K. A densidade da coluna fica vinculada para N= (7 ± 4). 10¹⁷ cm⁻² para linhas com pouca profundidade óptica. Para linhas mais estreitas a densidade da coluna pode atingir uma ordem de grandeza mais elevada. Como resultado dessa análise, as linhas na faixa de 5 a 7,3 são ajustadas com modelos de H₂O a 320K e em linhas de pouca profundidade. De acordo com o CO gasoso ao longo da linha de visada, ajustes razoáveis são obtidos com base no modelo de dois componentes, em que o componente frio está a 200K e o componente mais quente está a 500K. O componente frio é tão abundante quanto o gás aquecido de H₂O.



Figura 22 - Profundidade óptica para linhas de H₂O gasoso em comparação com modelos a várias temperaturas. O modelo de um único componente (T=300K) e de dois componentes fornecem resultados satisfatórios. Modelos muito frios ou muitos quentes não fornecem um bom ajuste. Fonte: Favata *et al.*, 2000.

As abundâncias médias das substâncias gasosas em estado sólido são calculadas, relativamente à densidade total da coluna de hidrogênio $N_{\rm H}$ =1,2.10²³ cm⁻² e apresentadas na tabela. As abundâncias são comparadas desde núcleo de nuvem densa a protoestrela evoluída. Na análise comparativa na tabela, inclui-se a protoestrela evoluída W33A, que possui uma quantidade significativa de gás aquecido ao longo da linha de visada. É importante notar que todas as protoestrelas apresentadas para comparação (tab.) são pelo menos três ordens de grandeza mais luminosas que Elias 29. Isso permite uma investigação do efeito da formação de uma estrela, seja de muito ou pouca massa, mas envoltórias moleculares.

As abundâncias de gelo de H_2O e de CO decrescem para a sequência de nuvem densa quiescente de W33A. Ao mesmo tempo, a abundância de fase gasosa de H_2O , a fase gasosa de CO e as temperaturas de H_2O , assim como as razões entre gás e estado sólido aumentam para esses objetos. Todos esses efeitos podem ser explicados pela evaporação das mantas de gelo e pelo aquecimento do núcleo quente. Tem sido sugerido que o gás observado de H_2O pode ter sido formado por reações de oxigênio e hidrogênio atômicos em condições aquecidas (T>200K) no núcleo central quente ou por ondas de choque criadas por fluxos ejetados do núcleo. Entretanto, a abundância total (gás mais gelo) de H_2O decresce para os objetos mais evoluídos, indicando que H_2O é destruída em vez de ser formada. A abundância da fase gasosa de CO₂ em todas as fontes indica que esta molécula é destruída ainda mais eficientemente após a evaporação dos grãos.

Na sequência proposta de aquecimento, Elias 29 encontra-se depois de W33A. Entretanto, os vários perfis das bandas de gelos (H₂O, CO,CO₂, 6,85 μ m) em Elias 29 indicam pouco processamento térmico. A combinação de grandes abundâncias de fase gasosa e altas temperaturas, junto com a ausência de processamento térmico das bandas de gelo, são aspectos notáveis de Elias 29 e que não são vistos em protoestrelas massivas.[4]

Enquanto evaporação térmica pode explicar as variações das abundâncias de substâncias voláteis tais como H_2O , CO, CO_2 , NH_3 e CH_4 , outros mecanismos são necessários para explicar as variações das abundâncias dos sólidos CH_3OH e XCN entre as fontes apresentadas na tabela.

species	Dense Cloud ^a	N7538/9	W 33A	Elias 29	GL 2591
H ₂ O-ice	64	50	39-143	28 (8)	10
-gas ^c	<1	< 3.1	<3.6	>3	24 (3)
CO-iced [total]	17(1)	8(1)	3.2 (1.8)	1.4 (0.2)	<< 1
-ice [apolar]	14(1)	7 (0.5)	0.8 (0.1)	1.2 (0.2)	<< 1
-gas	< 10	91 (51)	143 (32)	$> 67^{b}$	113(15)
CO ₂ -ice	12 (3)	10(1)	5.2 (0.5)	5.4 (0.5)	0.9 (0.1)
-gas	-	0.05 (0.01)	0.08 (0.02)	< 0.06	0.15 (0.03)
NH ₃ -ice	-	7.6	6.1	< 3.0	-
CH ₃ OH-ice	< 1.8	2.0	7	< 1.3	4 (2)
H ₂ CO-ice	-	1.9	2.5	< 0.5	-
HCOOH-ice	-	1.1	0.6	< 0.3	-
CH ₄ -ice	-	0.8	0.6	< 0.4	-
OCS-ice	< 0.13	-	0.07	< 0.02	-
'XCN'-ice	< 1.3	1 (0.3)	3.6(1)	< 0.06	-
$N_{\rm H} [10^{23} {\rm cm}^{-2}]^{\rm e}$	0.39	1.6	2.8	1.2	1.7

Tabela 3 - Abundâncias médias de sólido e de fase gasosa ao longo da linha de visada para algumas protoestrelas. Fonte: Favata *et al.*, 2000.

O espectro de 1,2-195 µm do objeto protoestrelar de pouca massa Elias 29 mostra uma grande variedade de linhas de absorção de moléculas gasosas e em estado sólido. CO aquecido e gás de H₂O são detectados em altas abundâncias. Mas a abundância de gelo é relativamente baixa. Nesse contexto, Elias 29 está com núcleos aquecidos como GL2591. Entretanto, nenhuma das muitas bandas de gelo detectadas mostram sinais evidentes de processamento térmico. A análise combinada de gás e no estado sólido mostra então que protoestrelas de pouca e muita massa aquecem as correspondentes envoltórias de maneiras diferentes. Isto pode estar relacionado às suas diferentes estruturas, como por exemplo a presença de um disco circunstelar de protoestrelas de pouca massa. O gás aquecido de Elias 29 pode estar presente na superfície de um disco faiscante, que é eficientemente aquecido pela estrela central, e os gelos na direção de Elias 29 pode estar blindados em um núcleo circunstelar.

A linha submilímetrica da protoestrela Elias 29 Classe I, na nuvem molecular Ophiuchi é apresentada em um estudo cujos objetivos são compreender a natureza dessa fonte e localizar os gelos que são abundantemente presentes ao longo desta linha de visão. Dentro de 15 -60 vigas, diversos componentes contribuem para a linha de emissão. Duas nuvens em planos diferentes são detectadas , um sistema de disco de acreção e um denso material de HCO. Os dois últimos itens são separados espacialmente em mapas interferômetro milímetros.

Object	COª	$\mathrm{H_2O^{a}}$	$\mathrm{CO}_2^{\mathbf{a}}$	$T_{\rm warm}{}^{\rm b}$
Dark Cl.	<1	< 0.02	-	-
N7538/9	12 (6)	< 0.05	0.005	180 (40)
W 33A	45 (22)	< 0.11	0.015	120 (20)
Elias 29	>53	>0.23	< 0.011	1000 (500)
GL 2591	>400	2.4	0.17	1000 (200)

Tabela 4 - Razões entre as densidades das colunas de gás e de estado sólido para algumas protoestrelas. Fonte: Favata *et al.*, 2000.

Analisamos o sistema de disco usando colapso de dentro para fora e modelos de disco queimado . O disco está em uma orientação relativamente baixa (<60 °), o que explica muitas das características observacionais notáveis de Elias 29, tais como a sua distribuição de energia espectral plana, seu brilho no infravermelho próximo , os componentes estendidos encontrados em observações de interferometria , e débito molecular de maior velocidade . No entanto, não se pode explicar os gelos vistos ao longo da linha de visada. Uma pequena fração dos gelos está presente em um envelope remanescente de massa 0,12-0,33 M \odot , mas a maioria dos gelos (~ 70%) estão presentes em (T < 40 K). Isso explica a ausência observada de gelos processados termicamente (H₂O cristalizados) em direção a Elias 29. No entanto, as temperaturas poderão ser suficientemente altas para dar conta da baixa abundância de gelos (CO , N₂ e O₂). Este trabalho mostra que é crucial para a obtenção do espectro e observações de gases moleculares de interferometria , a fim de determinar a natureza de protoestrelas.

4. CONCLUSÃO

W33A tem como característica espectral dominante H_2 e uma combinação de emissão e absorção a partir do CO₂. O seu mecanismo de formação é qualitativamente semelhante ao de estrelas pouco massivas. Elias 29 oferece uma oportunidade para o estudo da origem e evolução de gelo interestelar e núcleo de gases aquecidos em torno de protoestrelas de baixa massa. Apresenta abundante gás aquecido de CO e gás de H₂O, e bandas de absorção de CO, CO₂, H₂O e gelos em 6,85µm. O processo de aquecimento do envoltório de Elias é qualitativamente diferente de protoestrelas de alta massa, pois as bandas detectadas não mostram sinais evidentes de processamento térmico, evaporação e cristalização de gelos em torno e em núcleos moleculares aquecidos.

5. REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

[1] E. L. Gibb, D. C. B. Whitett, W. A. Schutte, A. C. A. Boorget, J. E. Chiar, The Astrophisical Journal **536** (2000) 347.

[2] A.C.A. Boogert, A.G.G.M. Tielens, C. Ceccarelli , A.M.S. Boonman, E.F. van Dishoeck, J.V. Keane1 , D.C.B.Whittet, T. Graauw, Astronomy and Astrophisics **360** (2000) 683.

[3] F. Favata, G. Micela, B. Silva, S. Sciortino, and M. Tsujimoto, "A survey for Fe 6.4 keV emission in Young stellar objects in Oph: The strong fluorescence from Elias 29", Astronomy & Astrophysics, vol. 433, 1047-10564 (2005).

[4] John Bally and Bo Reipurth, "The Birth of Stars and Planets", Cambridge Univ. Press, Cambridge 2006.

[5] Gibb et al. 2004, Astroph Journal Supp Series, 151, 35, Interstellar ice: The infrared space observatory legacy







Caroline d'Ambelle Barrosos de Castro

O ESTUDO DA QUÍMICA DE OBJETOS ESTELARES JOVENS: W33A E ELIAS 29"

Banca Examinadora:
Membro: Prof ^a . Dr ^a . Vanessa Claudia Gisela Mitchell Ferrari
Membro: Prof. Dr. Denilson Nogueira de Moraes
Orientador: Prof. Dr. Sergio Pilling G. de Oliveira

Prof. Dr. Liu Yao Cho Coordenador do Curso de Engenharia Química Prof. Dr. Eduardo Jorge de Brito Bastos Diretor da FEAU Prof. Dr. Jair Candido de Melo Reitor da UNIVAP

> São José dos Campos 2013